



MÁSTER EN ASTROFÍSICA

Facultad de Ciencias - Departamento de Astrofísica

Curso académico 2022-2023

Trabajo de Fin de Máster

Relaciones de temperatura para el ion de Cl^{2+} en regiones H II
y la determinación de abundancias químicas

Tutores: César Esteban López y José Eduardo Méndez Delgado

Autora: Maialen Orte García

Índice

Abstract	1
1. Introducción	4
1.1. Procesos físicos en las nebulosas ionizadas	4
1.2. El Cloro	5
2. Modelos de fotoionización y muestra observacional	6
2.1. Modelos de fotoionización	7
2.2. Muestra observacional	7
2.3. Condiciones físicas	10
3. Relaciones de temperatura	11
4. Abundancias iónicas	14
5. Abundancias totales y cociente Cl/O	18
5.1. Suma de las abundancias iónicas	19
5.2. Cálculo con ICF	22
5.3. Comparación entre ambos métodos	30
6. Discusión	32
7. Conclusiones	35
Apéndice	
A. Diagramas de niveles y transiciones radiativas	37
B. Potenciales de ionización	37

Abstract

H II regions and planetary nebulae are created when hot stars ionise nearby gas clouds. H II regions are ionised with high-energy UV radiation from young and massive stars, and they are primarily composed of hydrogen, but we can also find elements such as helium, carbon, nitrogen and oxygen, to name some of the most common ones.

Although they may produce thousands of stars, generally less than the 10% of the available gas is converted into stars, while the rest of it is dispersed by phenomena like stellar winds, radiation pressure and supernova explosions.

Elements heavier than H and He are formed from stellar nucleosynthesis processes, and are sent back to interstellar medium through different mechanisms such as gas ejections, all of them based on the same idea: the outgassing of stars during the last stages of their lives.

These stars in their initial and final phases emit photons that can ionize the surrounding gas, increasing the amount of free electrons that are in the ionized nebulae. These electrons interact creating what we call thermal equilibrium and photoionization equilibrium.

Considering these processes, we can determine the chemical composition of the gas, which depends on three parameters: the electron density (n_e), temperature (T_e) and the chemical abundance of the ion that emits the radiation. So, if we can determine the first two parameters, n_e and T_e , we can obtain the ionic abundances, once we have the intensity of the appropriate emission lines.

The main objective of this study is Chlorine (Cl), which belongs to group VIIA of the periodic table, known as halogens. Spectral lines of Cl are quite unusual in stellar spectra, so the determinations of its abundance in stars are very few. Because of this, most of the information that is available nowadays about Cl abundance comes from analyzing emission lines in ionized nebulae.

The calculation of Cl abundance is based on measuring the intensity of the [Cl III] line doublet, at 5517 and 5537 Å, which are the brightest lines of Cl in the optical range. Moreover, in common conditions of an H II region, we expect that only Cl⁺ and Cl³⁺ have a significant contribution to total Cl abundance, as well as Cl²⁺, which is the dominant one.

Nevertheless, the most common situation is that where we can only get [Cl III] lines to obtain total Cl abundance, and this is when we use the ionization correction factors (ICF), which correct the contribution to the total abundance of an element given by those ions we can not observe.

But there is still one more problem to get through with Cl: the correct determination of the electron temperature representative of the nebular volume where Cl²⁺ is present. When it cannot be obtained through [Cl III] lines, we have to use valid diagnoses for other ions, such as O²⁺ and N⁺.

First of all, we consider photoionization models, which through a numerical code, solve all the physical processes inside ionized nebulae, and calculate the physical conditions (T_e , n_e) and emitted spectra. In this case, we use the model grid from Vale Asari et al. (2016), available at the *Mexican Million Models Database* (3MdB) (Morisset, 2015). Moreover, we also use the constraints proposed by Amayo (2019) to this same grid, based on observational arguments, which, in the end, make the model grid a realistic one.

One of the aims of this study, is to compare the results with real observations, in order to conclude if the temperature we choose is valid or not for representing $T_e(\text{Cl}^{2+})$. For it,

we have an observational sample of 65 spectra of 33 extragalactic and 15 Galactic H II regions, obtained from different publications of our research group. For these spectra, we take the physical conditions calculated in Méndez-Delgado et al. (2022a).

Through the photoionization models, we explore the behavior of T_e as a function of the ionization degree, and, as we expected, we see that $T_e(\text{N}^+)$ better represents zones with a lower ionization degree, and vice versa for $T_e(\text{O}^{2+})$. So we think about a temperature that can represent the most common conditions of ionized nebulae in the volume where Cl^{2+} is present, as a combination of $T_e(\text{O}^{2+})$ and $T_e(\text{N}^+)$. We define the representative temperature, which depends on P instead of the ionization degree, since P is directly obtained through observational data, given by the ratio of line intensities.

We represent $T_e(\text{Cl}^{2+})$ as a function of these three temperatures, $T_e(\text{N}^+)$, $T_e(\text{O}^{2+})$ and T_{rep} , and we see that T_{rep} is the one that better fits the results. On the other hand, by analyzing the exact values of the standard deviation that results when we use $T_e(\text{N}^+)$ or $T_e(\text{O}^{2+})$, we see that it is lower for $T_e(\text{N}^+)$ for $P \leq 0.3$, and lower for $T_e(\text{O}^{2+})$ for $P > 0.3$. This leads us to define a new temperature, named reference temperature.

After representing $T_e(\text{Cl}^{2+})$ as a function of all the temperatures, we see that both, T_{rep} and T_P , are more appropriate for representing $T_e(\text{Cl}^{2+})$, since they both fit better than $T_e(\text{N}^+)$ or $T_e(\text{O}^{2+})$.

Once we establish the appropriate temperatures, we process the data of the 65 spectra and start determining the ionic abundances. For it, we use PyNeb (Luridiana et al., 2015), a numerical code made for calculus in ionized nebulae, which gives us the ionic abundance of an ion through the *getIonAbundance()* function.

In order to obtain associated uncertainties, we also calculate these abundances through a Monte Carlo simulation of 500 experiments, so that we can use this value for the rest of the study.

In our data, all the 65 spectra have intensities for [Cl III] emission lines, so we calculate the ionic abundance of Cl^{2+} for all of them. Moreover, there are 14 spectra in which the intensities for both [Cl II] and [Cl IV] emission lines are also given, so, for these, we can obtain the ionic abundances for Cl^+ and Cl^{3+} . This allows us to calculate the total abundance of Cl by just adding the ionic abundances of Cl^+ , Cl^{2+} and Cl^{3+} , in addition to the method using the ICF.

Moreover, we will also calculate the Cl/O ratio, which is particularly interesting, due to some studies reveal that its value must be constant. The reason for this is that Cl is produced in the same zones where the O burning happens, so both elements have a similar nucleosynthetic origin (Esteban et al., 2015). For a reference, we use the value proposed by Lodders (2019) for the Sun, $\log(\text{Cl}/\text{O})_{\odot} = -3.50 \pm 0.09$.

We start calculating the total abundance of Cl as the sum of the ionic abundances, for each proposed temperature, and the 14 spectra for which we have calculated the three needed abundances. In fact, we add one more spectrum to this case: the Herbig-Haro object HH204, from the Orion nebula, due to its ionization degree (parameterized by O^{2+}/O) being nearly zero. For it, we expect $\text{Cl}/\text{H} = \text{Cl}^+/\text{H}^+ + \text{Cl}^{2+}/\text{H}^+$.

Once we obtain the total abundance of Cl, we calculate the Cl/O ratio for these 15 spectra, for each proposed temperature. For analyzing all these results, we represent them graphically, as follows: $12 + \log(\text{Cl}/\text{H})$ as a function of $12 + \log(\text{O}/\text{H})$, $\log(\text{Cl}/\text{O})$ as a function of O^{2+}/O , and $\log(\text{Cl}/\text{O})$ as a function of $12 + \log(\text{O}/\text{H})$. Although the results we obtain for this method seem to be correct, we cannot draw a strong conclusion, due to the low number of points available for this method.

Next, we calculate the total abundance through the ICF. In this case, we use the ICF

proposed by Amayo et al. (2021), who also gives mathematical expressions to estimate the uncertainties associated to this factor. Once we get Cl/O, we continue by calculating the total abundance of Cl. Then, we repeat the three representations described before, and analyze our results. We have to take into account that, with this method, the number of points is considerably higher, since we have used the 65 spectra available, excluding M42-HH204.

In the results given in the ICF method, we see that the bias of the total abundance of Cl as a function of O is quite similar to the one obtained with the sum of ionic abundances, for all the 4 proposed temperatures. On the other hand, for the Cl/O ratio, we see that, even though the weighted average of the represented points is nearly -3.5, the ratio does not remain constant. We must also consider that the uncertainties given for this method are considerably higher, especially for those points with a lower ionization degree.

Finally, we end our analysis by representing the total abundance of Cl obtained through the ICF, as a function of the one calculated as the sum of ionic abundances. This allows us to see how the ICF underestimates the total abundance of Cl, since nearly all the points, for the 4 used temperatures, are located under the line representing a 1:1 relationship.

As we found at the beginning of this study, the temperatures that are more appropriate representing $T_e(\text{Cl}^{2+})$ are T_{rep} and T_P . However, the uncertainties given for T_P are a bit higher than those obtained for T_{rep} , especially for spectra with a low ionization degree. T_{rep} is a linear combination of $T_e(\text{N}^+)$ and $T_e(\text{O}^{2+})$, so the uncertainties are calculated using the error propagation, where the uncertainty associated to P takes part and, therefore, makes a difference.

1. Introducción

Las regiones H II y las nebulosas planetarias son regiones fotoionizadas. Las primeras son ionizadas por la radiación ultravioleta (UV) de estrellas masivas jóvenes, de tipo O o B, cuya temperatura efectiva oscila entre los 28000 y 50000 K. Estas regiones H II contienen densidades de hidrógeno (n_{H}) de alrededor de 100 cm^{-3} y presentan geometrías diversas. A menudo, presentan estructuras similares a grumos y filamentos, pudiendo llegar a mostrar formas determinadas, como por ejemplo la Nebulosa *Horsehead* (B33), denominada así por su similitud con la silueta de la cabeza de un caballo.

Por otro lado, las nebulosas planetarias se originan tras la pérdida de las capas externas en las últimas etapas de vida de las estrellas de masa baja e intermedia ($M < 8M_{\odot}$) (Karttunen et al., 1996). Estas nebulosas presentan densidades mayores y son ionizadas por enanas blancas muy calientes ($T_{\text{eff}} > 40000 \text{ K}$). En estas regiones, es frecuente encontrar densidades entre uno y dos órdenes de magnitud más altas que en las regiones H II.

Las regiones H II son zonas asociadas a formación estelar reciente, con escalas de tiempo inferiores a 15 Myr (Karttunen et al., 1996), por lo que estudiar las abundancias químicas de estos objetos nos proporciona información sobre la composición actual del medio interestelar. En el caso de las nebulosas planetarias, esta información se relaciona con la composición del medio cuando se formó la estrella progenitora, aunque hay algunos elementos, como el helio (He) y el nitrógeno (N), que pueden ser producidos por la propia estrella. Las abundancias químicas nos permiten también estudiar los gradientes de las mismas en galaxias espirales, que a su vez nos da información sobre el mecanismo de formación de la galaxia (Delgado-Inglada et al., 2014).

1.1. Procesos físicos en las nebulosas ionizadas

Los elementos químicos más pesados que el hidrógeno (H) y el He se forman a partir de procesos de nucleosíntesis estelar, y son devueltos al medio interestelar mediante distintos mecanismos como eyecciones de gas, vientos estelares en estrellas masivas y explosiones de supernovas. Estos procesos de expulsión de materia al medio interestelar ocurren mayormente en las etapas finales de la vida de las estrellas, y, tras diversos procesos dinámicos, esta materia puede reagruparse y formar una siguiente generación de estrellas.

Las estrellas ionizantes emiten fotones con energías capaces de ionizar al gas circundante. Tras este fenómeno, los electrones libres salen con una energía cinética determinada por la energía del fotón ionizante y el umbral de ionización del átomo de donde fue arrancado. A su vez, estos electrones libres interactúan entre sí y se termalizan, es decir, forman una distribución de velocidades de Maxwell-Boltzmann que es descrita por la temperatura electrónica (T_e), de tal forma que, a mayor velocidad promedio de los electrones libres, mayor será esta temperatura.

Los electrones libres interactúan también con los iones disponibles en el gas. Cuando un electrón libre colisiona con los iones de elementos pesados, cede parte de su energía cinética y es capaz de excitarlos, ya que estos tienen niveles de energía del orden de $k_{\text{B}} \cdot T_e$, donde k_{B} es la constante de Boltzmann. En estas interacciones, los electrones libres pierden energía cinética que es emitida en forma de radiación, enfriando al gas. A pesar de que los elementos pesados representan menos del 1% de las partículas del gas, su contribución al enfriamiento del mismo es muy importante, ya que son muy susceptibles a ser excitados colisionalmente. Por otro lado, los electrones también pueden recombinarse con los iones

disponibles, emitiendo radiación y, también, enfriando el gas. No obstante, este fenómeno es dominado por el H y el He, ya que son los elementos más abundantes y, por lo tanto, más susceptibles a atrapar un electrón. Dado que los electrones son partículas cargadas, al encontrarse con iones también cargados pueden ser frenados, emitiendo radiación a costa de la energía cinética inicial del electrón, por lo que el gas, de nuevo, se enfría.

Estos tres fenómenos descritos anteriormente enfrían al gas y tienden a equilibrarse con las fotoionizaciones, causantes del calentamiento de este, dando lugar a lo que se denomina **equilibrio térmico**. Además, debemos tener presente también el **equilibrio de fotoionización**, que se define como el equilibrio entre el número de ionizaciones y recombinaciones de electrones con iones que tienen lugar en cualquier punto de la nebulosa.

Considerando estos dos principios físicos, se puede determinar la composición química del gas, ya que el espectro en líneas de emisión de la nebulosa dependerá de 3 parámetros: n_e , T_e y la abundancia química del ion que emite la radiación. Así, si podemos hallar los dos primeros parámetros, conocidos como **condiciones físicas**, podemos estimar el último con tal de disponer de líneas de emisión apropiadas de los iones cuya abundancia queremos determinar.

1.2. El Cloro

Este elemento, protagonista del presente estudio, pertenece al Grupo VIIA de la tabla periódica, conocido también con el nombre de **halógenos**. Asplund et al. (2009) sitúan al Cl entre el 17^o y 20^o elemento más abundante del Sistema Solar.

Sus dos isótopos más comunes son el ^{35}Cl y ^{37}Cl , que se producen durante la combustión, tanto hidrostática como explosiva, del oxígeno (O) en las estrellas, aunque parte de la contribución puede producirse también en supernovas de Tipo Ia. Clayton (2003) señala que, una vez se ha formado el ^{34}S durante la combustión de O, la captura de un solo protón más lo convierte en ^{35}Cl , mientras que el ^{37}Cl se produce, mayormente, a través del decaimiento radiactivo de ^{37}Ar . Ambos procesos contribuyen significativamente a las abundancias solares de dichos isótopos y, por tanto, a la abundancia total de Cl.

Las líneas espectrales del Cl son poco habituales en espectros estelares, por lo que las determinaciones de su abundancia en estrellas son escasas (Clayton, 2003). Así pues, la mayor parte de la información que tenemos hoy en día de la abundancia del Cl proviene de analizar las líneas de emisión en nebulosas ionizadas.

Habitualmente, el cálculo de la abundancia de Cl, tanto en regiones H II como en nebulosas planetarias, se basa en medir la intensidad de las líneas del doblete de [Cl III], a 5517 y 5537 Å, que son con diferencia las líneas más brillantes del Cl en el rango óptico (ver §A). En las condiciones de ionización más habituales en una región H II, esperamos tener contribuciones significativas principalmente del Cl^{2+} , y de manera secundaria de Cl^+ y Cl^{3+} . En cuanto al ion Cl^{4+} , no esperamos encontrar una cantidad relevante del mismo, mientras no observemos líneas de emisión de He II, por la similitud entre los potenciales de ionización del He^+ y el Cl^{3+} , algo que no es habitual en regiones H II, aunque frecuente en nebulosas planetarias.

Para el Cl^+ y Cl^{3+} , las líneas más brillantes en el rango espectral visible e infrarrojo cercano son [Cl II] 9123 Å y [Cl IV] 8046 Å, respectivamente, aunque su detección solo es posible en espectros profundos de objetos brillantes, de modo que también necesitamos una resolución espectral alta o una sustracción muy cuidadosa de la emisión del cielo, para separarlas de las líneas atmosféricas (Esteban et al., 2015).

Por tanto, lo más habitual es que solo dispongamos de líneas de [Cl III] para calcular la

abundancia total del Cl y es, en estos casos, cuando acudimos a los factores de corrección por ionización (o ICF, por sus siglas en inglés). Estos factores corrigen la contribución a la abundancia debida a los iones que no observamos, de manera que la abundancia total de un elemento (X/H), queda definida como

$$\frac{X}{H} = \sum_i \frac{X_{\text{obs}}^{+i}}{H^+} \cdot \text{ICF}(X^{+i}) \quad (1)$$

donde $\sum_i X_{\text{obs}}^{+i}/H^+$ corresponde a la suma de las abundancias de los iones observados del elemento X. Los ICFs se suelen obtener a través de modelos de fotoionización, donde se calculan todas las abundancias iónicas, y en los que se busca el mejor ajuste del ICF a los mismos.

Además de los iones no observados, uno de los problemas fundamentales en el cálculo de las abundancias de Cl es la correcta determinación de la temperatura del ion de Cl^{2+} , dominante para el Cl, que no puede obtenerse a partir de líneas de [Cl III]. Por tanto, debemos usar diagnósticos válidos para otros iones, como por ejemplo el O^{2+} y N^+ . Esta elección se debe a que el potencial de ionización del ion de Cl^{2+} está en una zona intermedia entre los potenciales de O^{2+} y N^+ , aunque se encuentra ligeramente más cerca del N^+ . No obstante, el potencial de ionización del Cl^{3+} es muy cercano al del He, que es de 24.67 eV (ver §B), siendo éste además un elemento con un papel importante en la fotoionización. Esto provoca que el volumen de Cl^{2+} sea desplazado hacia la zona de mayor grado de ionización, en la cual, además de encontrarse el volumen de He, es más representativo el comportamiento del ion O^{2+} . Así pues, exploraremos la posibilidad de hallar una relación entre las temperaturas del O^{2+} y N^+ y la del Cl^{2+} , con el objetivo de solventar el problema mencionado.

La estructura de la presente memoria de Trabajo de Fin de Máster es la siguiente. En §2 explicamos la selección de modelos de fotoionización y la muestra de datos observacionales utilizada, junto con la descripción del cálculo de las condiciones físicas. En §3 exploramos relaciones entre las temperaturas de O^{2+} y N^+ , y la del Cl^{2+} , obtenidas a partir de modelos de fotoionización, además de representar cada una con su dispersión, para, en §4, utilizarlas en el cálculo de las abundancias iónicas correspondientes. A continuación, en §5, calculamos las abundancias totales de Cl, a través de la suma de las abundancias iónicas, y mediante el uso del ICF, para posteriormente hacer una comparación de ambos métodos, exponiendo cada resultado y su análisis. Para ello, se exponen una serie de representaciones de distintas magnitudes con el objetivo de realizar un análisis detallado que nos permita determinar qué temperatura de las propuestas es más representativa del caso real. Por último, hacemos una breve discusión de los resultados en §6, y presentamos las conclusiones en §7.

2. Modelos de fotoionización y muestra observacional

En este apartado mostramos la selección de modelos de fotoionización con los que construimos las relaciones de temperatura, que utilizamos posteriormente en el cálculo de las abundancias iónicas de una muestra observacional de regiones H II. Por último, explicamos el cálculo de las condiciones físicas para los espectros de estas regiones.

2.1. Modelos de fotoionización

Los modelos de fotoionización nos permiten calcular las propiedades físicas y el espectro emitido de las nebulosas ionizadas. Estos modelos, a través de un código numérico, consideran todos los procesos físicos que tienen lugar en las regiones H II, y podemos, mediante dicho código, resolver las ecuaciones del equilibrio estadístico y determinar las condiciones físicas del gas (n_e , T_e) y, finalmente, las abundancias iónicas del mismo.

Para la obtención de estos modelos, debemos especificar una serie de parámetros de entrada que describan, tanto el campo de radiación ionizante, como las propiedades del gas y el polvo de la región y, además, el código de fotoionización precisa también de un conjunto de datos atómicos para cada ion.

En este trabajo, utilizaremos el conjunto de modelos de fotoionización de Vale Asari et al. (2016), disponible en la *Mexican Million Models Database* (3MdB) (Morisset, 2015), bajo la referencia *BOND*, y aplicaremos sobre él las restricciones impuestas por Amayo (2019) en base a argumentos observacionales. El objetivo principal de este conjunto fue definir un método para el cálculo de abundancias en regiones H II gigantes, a través de líneas fuertes y semi-fuertes únicamente, es decir, cuando las líneas aurales débiles no son detectables. Estos modelos se construyeron utilizando el código de fotoionización CLOUDY (Ferland et al., 2014), y se hicieron de tal forma que se pudieran variar todos los parámetros relevantes, abarcando así un amplio rango.

Cada modelo de nebulosa es ionizado por la radiación de un brote de formación estelar instantáneo de una edad dada, obtenido usando los modelos de síntesis de población POPSTAR diseñados por Mollá et al. (2009). A medida que cambia la edad del brote, lo hace también la capacidad del mismo de calentar el medio que lo rodea por fotoionización. En nuestro caso, restringimos los modelos a aquellos ionizados por brotes de edades de entre 1 Myr y 6 Myr. Este límite superior se debe a que, a esta edad, los fotones ionizantes disponibles han decrecido en un factor ~ 10 , lo cual, en general, provoca que la región H II sea demasiado débil para observar debidamente las líneas de emisión débiles (Amayo et al., 2021).

El código de síntesis de población de Mollá et al. (2009) nos permite también obtener la distribución espectral de energía (SED), teniendo en cuenta la consideración de la densidad electrónica de las nebulosas como una constante, con un valor $n_e = 100 \text{ cm}^{-3}$. Por otro lado, estos modelos incluyen también el polvo, relacionándolo con la abundancia de O de la misma forma que en Stasińska et al. (2015).

Otra de las particularidades de este conjunto de modelos es que sigue criterios basados en relaciones observadas en regiones H II, entre ellas: la relación entre N/O y O/H, la relación entre O/H y el parámetro de ionización U , y el comportamiento de las regiones H II gigantes en el diagrama de $[\text{O III}] \lambda 5007/\text{H}\beta$ con respecto a $[\text{N II}] \lambda 6584/\text{H}\alpha$.¹ Todo ello lo convierte en un conjunto de modelos realista.

2.2. Muestra observacional

Cuando observamos espectroscópicamente una región H II, obtenemos información sobre los flujos de las líneas de emisión, que, junto con los modelos de fotoionización descritos en el apartado anterior, nos permitirán obtener las abundancias químicas.

¹Conocido como diagrama BPT por Baldwin et al. (1981), quienes lo propusieron como un diagrama para distinguir galaxias activas de galaxias con formación estelar.

La finalidad principal de las relaciones de temperatura que exploraremos posteriormente, es estudiar su aplicación sobre datos reales, y realizar un análisis de los resultados. Para ello, contamos con una muestra observacional obtenida de varios artículos publicados por el grupo de investigación en el que hemos realizado este trabajo, que consta de 65 espectros de 33 regiones HII extragalácticas y 15 Galácticas. Las galácticas incluyen la Nebulosa de Orión, M42, de la que utilizamos espectros de 16 zonas diferentes.

Los detalles de estos espectros se muestran en la Tabla 1, donde incluimos el nombre de la región HII de cada uno, el telescopio e instrumento utilizados en la observación, y el rango espectral cubierto. La última columna muestra la publicación de la cual se han obtenido los datos de cada objeto.

Tabla 1: Datos de la muestra observacional de 65 espectros de regiones HII. Se muestran el nombre del objeto, el telescopio y espectrógrafo con el que se realizó cada observación, el rango espectral cubierto y la referencia a la publicación de la que se ha obtenido.

Nombre	Telescopio	Instrumento	Rango espectral (Å)	Referencia
BA371	GTC	OSIRIS	3600-7750	Esteban et al. (2020)
BA379				
H37				
H219				
H1216				
K160				
NGC5455				
NGC5471				
Sh2-83	GTC	OSIRIS	3600-7750	Esteban et al. (2017)
Sh2-100				
Sh2-128				
Sh2-212				
Sh2-288				
Sh2-298	VLT	UVES	3100-10400	
NGC5408	VLT	UVES	3100-10400	Esteban et al. (2014)
NGC6822				
H 1013	Keck I	HIRES	3550-7440	Esteban et al. (2009)
K932				
NGC595				
NGC604				
NGC2363				
NGC4861				
NGC5461				

(Sigue en la página siguiente)

Nombre	Telescopio	Instrumento	Rango espectral (Å)	Referencia
VS 24	Keck I	HIRES	3550-7440	Esteban et al. (2009)
VS 38				
VS 44				
M42 ₁	VLT	UVES	3100-10400	Esteban et al. (2004)
M42-HH 529II	VLT	UVES	3100-10400	Méndez-Delgado et al. (2021a)
M42-HH 529III				
M42 ₂ -1				
M42 ₂ -2				
M42 ₂ -3				
M42 ₂ -4				
M42-HH 204	VLT	UVES	3100-10400	Méndez-Delgado et al. (2021b)
M42 ₃ -1				
M42 ₃ -2				
M42 ₄ -2	VLT	UVES	3100-10400	Méndez-Delgado et al. (2022b)
M42 ₄ -3				
M8	VLT	UVES	3100-10400	García-Rojas & Esteban (2007)
M17				
M16	VLT	UVES	3100-10400	García-Rojas et al. (2006)
M20				
NGC3603				
NGC3576	VLT	UVES	3100-10400	García-Rojas et al. (2004)
IC 2111	VLT	UVES	3100-10400	Domínguez- Guzmán et al. (2022)
N11B				
N44C				
N66A				
N81				
N88A				
NGC1714				
Sh 2-54	GTC	OSIRIS	3600-7750	Arellano- Córdova et al. (2021)
Sh 2-156	WHT	ISIS	3200-10000	Fernández- Martin et al. (2017)

(Sigue en la página siguiente)

Nombre	Telescopio	Instrumento	Rango espectral (Å)	Referencia
M42-bar	VLT	UVES	3100-10400	Delgado-Inglada et al. (2016)
M42-P1				
BCLMP290	GTC	OSIRIS	3600-7600	Toribio San Cipriano et al. (2016)
IC131				
IC132				
NGC588				
M42-HH 202S	VLT	UVES	3100-10400	Mesa-Delgado et al. (2009)
M42 ₅				
NGC5253-HII-1	VLT	UVES	3100-10400	López-Sánchez & Esteban (2007)
NGC5253-HII-2				
NGC5253-UV-1				
30Dor	VLT	UVES	3100-10400	Peimbert (2003)

2.3. Condiciones físicas

Las condiciones físicas de las regiones HII se obtuvieron de Méndez-Delgado et al. (2022a), quienes las calculan usando el código PyNeb (Luridiana et al., 2015). En dicha publicación, la densidad electrónica se calcula explorando distintos diagnósticos de densidad, a partir del cociente de líneas de excitación colisional que provienen de niveles con energía de excitación similar, pero tasas de excitación colisional diferentes. Para ello, se necesita conocer previamente parámetros como las probabilidades de transición entre los distintos niveles, y las fuerzas de colisión, que se obtienen a partir de datos atómicos publicados para cada ion. Así, mediante la función *getCrossTemDen* de PyNeb se calculan, simultáneamente, T_e y n_e , cruzando los diagnósticos de densidad con cocientes de intensidad de líneas dependientes de T_e . Finalmente, se promedia n_e con cada cruce para hallar un valor representativo para cada diagnóstico de densidad.

Por otra parte, la temperatura electrónica se relaciona con el cociente entre el número de electrones capaces de excitar dos niveles electrónicos del ion con diferente energía de excitación, y se obtiene, también, por medio de la función *getTemDen*.

Finalmente, disponemos de una base de datos para los 65 espectros, en los que contamos con las siguiente cantidades², todas ellas con sus respectivos errores:

- Nombre de la región, indicando si es Galáctica o extragaláctica.
- Temperatura electrónica del ion N^+ , representativa de los iones de bajo grado de ionización, calculada a partir del cociente de las líneas $[N II]\lambda 5755$ y $[N II]\lambda 6584$, y su error, en unidades de K.
- Temperatura electrónica del ion O^{2+} , representativa de los iones de alto grado de ionización, calculada a partir del cociente de las líneas $[O III]\lambda 4363$ y $[O III]\lambda 5007$, y su error, en unidades de K.
- Densidad electrónica y su error, en cm^{-3} .

²El fichero con los datos indicados para la muestra observacional se encuentre en el repositorio del siguiente enlace: https://github.com/maialenorte/tfm_2023.git

- Abundancias iónicas de O^+ y O^{2+} , y sus errores, en unidades de $12 + \log(O^{i+}/H^+)$ ($i=1, 2$).
- Intensidades e incertidumbres de las siguientes líneas, relativas a $H\beta = 100$:
 $[O II]\lambda 3726.03, \lambda 3728.82$ ³, $[O III]\lambda 4958.91, \lambda 5006.84, [Cl II]\lambda 9123.60, [Cl III]\lambda 5517.71,$
 $\lambda 5537.88, [Cl IV]\lambda 8045.62,$

Los errores se calculan a partir del promedio entre el percentil 86 (error +) y el percentil 16 (error -), que a su vez se calculan mediante una simulación Monte Carlo, método que se explica más detalladamente en §4.

3. Relaciones de temperatura

De los modelos de fotoionización descritos en §2.1, obtenemos la temperatura electrónica a la que se encuentra la zona donde está el ion Cl^{2+} , $T_e(Cl^{2+})$. Nuestro objetivo es hallar una correlación entre esta temperatura, y las de los iones de O^{2+} y N^+ , que, a diferencia de la anterior, sí pueden determinarse observacionalmente mediante cocientes de líneas ópticas y que designamos $T_e([O III])$ y $T_e([N II])$, respectivamente. Para ello, representamos $T_e(Cl^{2+})$ frente a las de los otros dos iones, añadiendo una barra de color que variará en función del valor del grado de ionización promedio de cada modelo.

El grado de ionización viene parametrizado usualmente por el cociente O^{2+}/O siendo la abundancia total de O , en este caso, la suma de las abundancias de los dos iones ($O/H=O^+/H^+ + O^{2+}/H^+$). El modelo usa la temperatura correspondiente a cada ion para calcular su abundancia iónica.

Sin embargo, calcular el grado de ionización de la forma descrita supone determinar previamente condiciones físicas y abundancias, por lo que buscamos otra alternativa más directa para parametrizarlo, sobretodo de cara a las comparaciones posteriores con datos observacionales, a partir del cociente de intensidad de líneas. Así, definimos el parámetro P (Pilyugin, 2001) como

$$P = \frac{I_{5007} + I_{4959}}{I_{5007} + I_{4959} + I_{3727} + I_{3729}} \quad (2)$$

siendo I_λ las intensidades de $[O II]\lambda 3727, \lambda 3727$ y $[O III]\lambda 4959, \lambda 5007$.

Este nuevo parámetro se obtiene a partir de observaciones, que es justamente a lo que queremos que sean aplicables los resultados obtenidos mediante los modelos de fotoionización.

Cabe mencionar también que, tanto el grado de ionización como la temperatura, están relacionados con la metalicidad de la región en cuestión. De hecho, una disminución de la metalicidad suele estar relacionada con un aumento de las otras dos magnitudes, un detalle que nos será útil a la hora de analizar los resultados.

Para empezar en esta búsqueda de una relación de temperaturas, nos apoyamos en la conexión que hay entre el grado de ionización y las condiciones de temperatura a lo largo de la nebulosa en función de la distancia a la fuente ionizante. En el caso de los iones que estamos utilizando, la temperatura del O^{2+} es más representativa de las zonas internas altamente ionizadas, mientras que la del N^+ es más característica de las zonas

³Un detalle a tener en cuenta en este doblete es que, dada su cercanía en longitud de onda, para algunos de los espectros observados no es posible separarlas, dando como resultado que la medición realizada sea la suma de las intensidades de ambas líneas.

exteriores, con un menor grado de ionización. Además, dados los valores de los potenciales de ionización (ver B) de estos dos iones, y del Cl^{2+} , concluimos que el volumen que ocupa este último se encuentra en una zona intermedia entre el O^{2+} y el N^+ .

Este razonamiento nos lleva a plantear una tercera posibilidad, además de las temperaturas del N^+ y el O^{2+} , con la que estudiar un ajuste a la temperatura del Cl^{2+} . Esta nueva temperatura, denominada **temperatura representativa** del conjunto de la nebulosa, la definimos como

$$T_{rep} = T_e(\text{N}^+) \cdot (1 - P) + T_e(\text{O}^{2+}) \cdot P \quad (3)$$

quedando reflejada así la tendencia mencionada, esto es, teniendo en cuenta las condiciones globales de la región H II. En las nebulosas altamente ionizadas, P tendrá un valor mayor y, por tanto, $T_e(\text{O}^{2+})$ tendrá un peso mayor que $T_e(\text{N}^+)$, acorde al hecho de que la temperatura del O^{2+} sea más característica en este caso. Por el contrario, en nebulosas con bajo grado de ionización, $T_e(\text{N}^+)$ prevalecerá por encima de $T_e(\text{O}^{2+})$.

Así pues, representando la temperatura del Cl^{2+} frente a las 3 propuestas, con el ajuste correspondiente, tendremos una idea de la desviación o dispersión que conlleva el uso de cada una de ellas en el cálculo de $T_e(\text{Cl}^{2+})$.

Esto nos da como resultado la Figura 1, en la que mostramos $T_e(\text{Cl}^{2+})$ en función de $T_e(\text{N}^+)$, $T_e(\text{O}^{2+})$ y T_{rep} , obtenidas a partir de los modelos de fotoionización, abarcando la barra de colores todo el rango de P , desde 0 hasta 1. En ellas representamos el ajuste lineal, a través de la línea roja, así como una pequeña gráfica en la parte inferior con el valor de la desviación estándar. Por otra parte, la Figura 2 muestra los valores de la desviación estándar para cada ajuste, en función de P , situando los puntos en el centro de cada rango.

Observando en conjunto las Figuras 1 y 2 vemos, como era de esperar, que la temperatura del N^+ ajusta mejor a las nebulosas con bajas temperaturas, y con un menor grado de ionización, mientras que para el caso del O^{2+} la dispersión es menor en objetos de altas temperaturas y mayor ionización.

Además, La Figura 2 nos muestra también cómo T_{rep} converge tanto a $T_e(\text{N}^+)$ por la izquierda, como a $T_e(\text{O}^{2+})$ por la derecha. Por otro lado, los valores de la dispersión para T_{rep} quedan siempre por debajo de las curvas correspondientes a $T_e(\text{N}^+)$ y $T_e(\text{O}^{2+})$, de modo que la denominada temperatura representativa parece ser la más adecuada de las tres para representar la temperatura del Cl^{2+} , dado que muestra una menor dispersión.

Llevando la exploración a un mayor detalle, hallamos una tendencia clara con el parámetro P : para valores $P \leq 0.3$, la dispersión al usar la temperatura del N^+ es menor que cuando usamos la del O^{2+} , y viceversa para el resto del rango cubierto. Teniendo en cuenta este resultado, creemos justificado definir una nueva temperatura de referencia, que llamaremos T_P , de la siguiente manera:

$$T_P = \begin{cases} T_e(\text{N}^+) & \text{para } P \leq 0.3 \\ T_e(\text{O}^{2+}) & \text{para } P > 0.3 \end{cases} \quad (4)$$

La Figura 3 muestra la representación de la temperatura del Cl^{2+} frente a la definida en (4), con su correspondiente desviación estándar en la parte inferior, y el ajuste lineal a través de la línea roja, siguiendo la misma dinámica que en la Figura anterior.

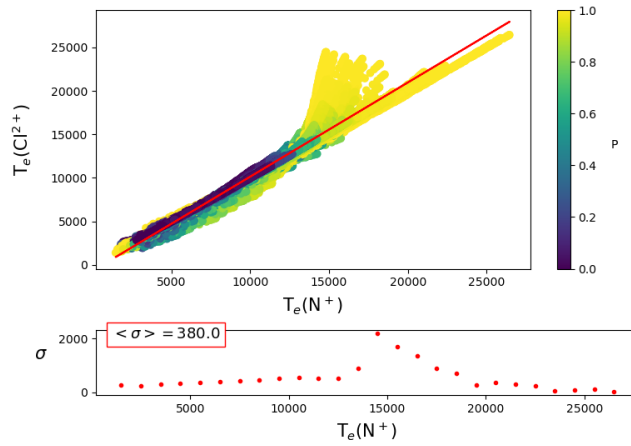
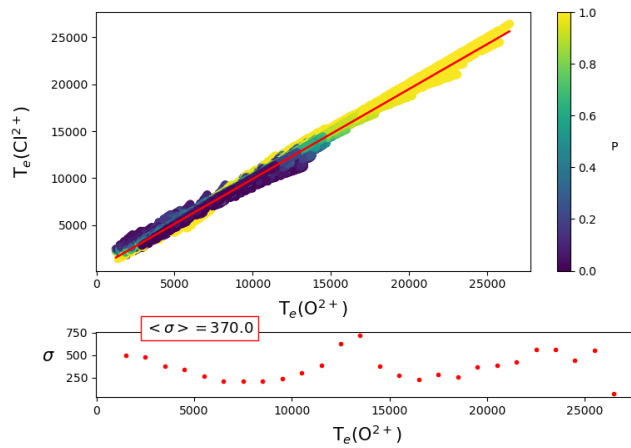
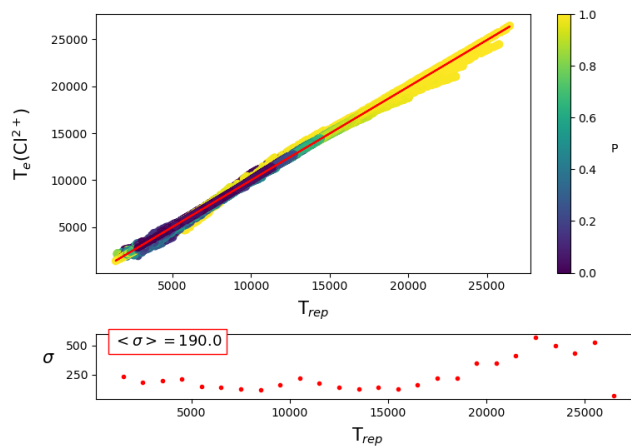
(a) $T_e(\text{N}^+)$ (b) $T_e(\text{O}^{2+})$ (c) T_{rep}

Figura 1: Representaciones de $T_e(\text{Cl}^{2+})$ en función de $T_e(\text{N}^+)$ (a), $T_e(\text{O}^{2+})$ (b) y T_{rep} (c), obtenidas mediante los modelos de fotoionización. La línea roja representa el ajuste lineal realizado en cada caso, y el color de los puntos abarca todo el rango de P , desde 0 hasta 1. En la parte inferior de cada una se representa el valor de la desviación estándar en rangos de 1000K centrados en la temperatura señalada.

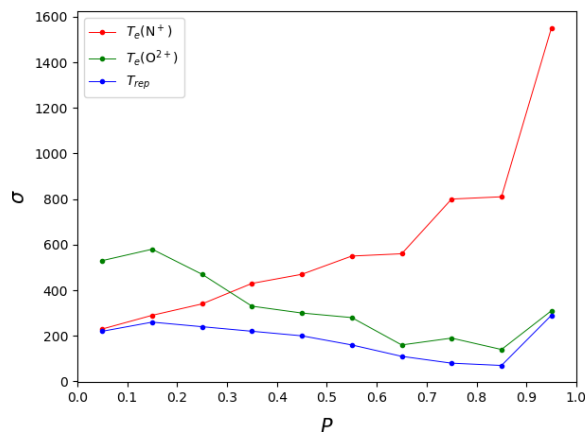


Figura 2: Valores de la desviación estándar en cada rango de P , para las 3 temperaturas propuestas: $T_e(N^+)$ (rojo), $T_e(O^{2+})$ (verde) y T_{rep} (azul).

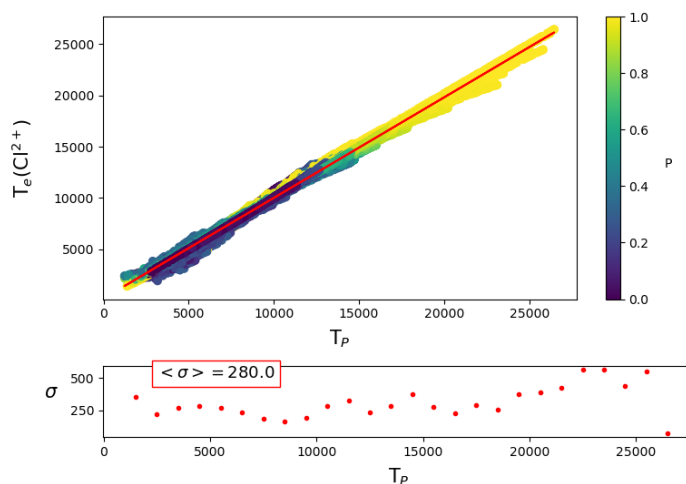


Figura 3: Representación de $T_e(Cl^{2+})$ en función de T_P , obtenidas mediante modelos de fotoionización. La línea roja representa el ajuste lineal realizado y el color de los puntos abarca todo el rango de P , desde 0 hasta 1. En la parte inferior se representa el valor de la desviación estándar en rangos de 1000K centrados en la temperatura señalada.

4. Abundancias iónicas

Una vez establecidas las temperaturas que mejor representan la del Cl^{2+} , el siguiente paso es el cálculo de las abundancias iónicas de este ion. Lo esperable es que, cuando calculemos más adelante la abundancia total del Cl, los mejores ajustes sean los que utilicen T_{rep} y T_P , pero para estimar de forma cuantitativa las ventajas del uso de dichas temperaturas, realizaremos el cálculo también con $T_e(N^+)$ y $T_e(O^{2+})$. Debemos tener en cuenta que, de ahora en adelante, usaremos datos observacionales, de forma que tanto la temperatura de N^+ como la de O^{2+} vendrán expresadas por las obtenidas a partir de las líneas de emisión de cada ion. Por tanto, la notación que utilizaremos para ambas temperaturas será $T_e([N II])$ y $T_e([O III])$, respectivamente.

Este cálculo lo haremos para los 65 espectros de regiones H II mostrados en la Tabla 1, de los cuales conocemos las condiciones físicas, obtenidas de Méndez-Delgado et al.

(2022a), como explicamos en §2.3. Utilizaremos el código PyNeb (Luridiana et al., 2015), que nos proporciona la abundancia iónica a través de la función *getIonAbundance()*, como cociente con respecto a la densidad del ion H^+ . Esta función recibe una serie de parámetros de entrada como son el cociente de intensidad de línea correspondiente al ion y un parámetro en el que especificamos a qué línea o líneas corresponde dicho cociente, así como la temperatura y la densidad.

En este caso, utilizamos la suma de las intensidades de las líneas del doblete de Cl^{2+} ($[Cl\ III]\lambda 5517, \lambda 5537$). Un hecho importante es que el cociente de estas líneas depende de la densidad, pero la suma de la intensidad de ambas líneas no. Así, utilizar la suma de intensidades de estas dos líneas en el cálculo de la abundancia de Cl^{2+} nos asegura la independencia de este parámetro con la densidad de la región y nos permite minimizar los errores que provienen de la medida de la intensidad de las líneas.

Con el fin de determinar los valores finales de estas abundancias y sus incertidumbres asociadas, realizamos una simulación Monte Carlo de 500 experimentos. La elección de un número mayor de experimentos no conduce a incertidumbres significativamente inferiores, por lo que se fijó este número para mantener un tiempo de computación razonable. Primero, generamos una distribución gaussiana centrada en el valor de las intensidades observadas, con una desviación estándar igual al error de dicha cantidad. Repetimos este paso con la densidad y la temperatura correspondiente a cada caso, y calculamos de nuevo la abundancia del Cl^{2+} , pero esta vez utilizando como parámetros de entrada las distribuciones recién obtenidas de cada magnitud. Esto nos da como resultado una distribución de abundancias, cuya mediana será el valor de la abundancia de Cl^{2+} de cada región H II, siendo la incertidumbre asociada a ésta la desviación estándar de dicha distribución. Como es de esperar, los valores para la abundancia obtenidos mediante el cálculo explicado y sin utilizar ninguna simulación de Monte Carlo, son muy cercanos. Por tanto, el valor que escogeremos para el cálculo de las abundancias totales mostradas en §5, será el obtenido mediante dicha simulación, únicamente, dado que disponemos de la incertidumbre asociada al mismo.

Normalmente, cuando hablamos de abundancias iónicas (o totales), representamos el valor en unidades de $12 + \log(X^{n+}/H^+)$ (o $12 + \log(X/H)$, para abundancias totales), siendo X el elemento y X^{n+} el ion en cuestión.

En la Tabla 2 se muestran los valores de la abundancia de Cl^{2+} y su incertidumbre asociada, obtenidos a través del método de Monte Carlo, para cada una de las 4 opciones de temperaturas propuestas para representar la del Cl^{2+} .

Tabla 2: Abundancias del Cl^{2+} y sus incertidumbres, expresadas como $12 + \log(Cl^{2+}/H^+)$, obtenidas a través del método de Monte Carlo. Se presentan los valores calculados para cada temperatura considerada.

Espectro	$T[N\ II]$	$T[O\ III]$	T_{rep}	T_P
BA371	4.71 ± 0.10	4.83 ± 0.08	4.80 ± 0.10	4.83 ± 0.08
BA379	4.73 ± 0.05	4.85 ± 0.06	4.80 ± 0.05	4.85 ± 0.06
BCLMP290	4.73 ± 0.08	4.92 ± 0.08	4.82 ± 0.08	4.92 ± 0.08
H37	4.46 ± 0.29	4.48 ± 0.09	4.48 ± 0.18	4.48 ± 0.10
H219	4.79 ± 0.12	4.85 ± 0.11	4.81 ± 0.12	4.85 ± 0.11

(Sigue en la página siguiente)

Espectro	$T[\text{N II}]$	$T[\text{O III}]$	T_{rep}	T_P
H1013	4.95 ± 0.09	5.05 ± 0.15	5.02 ± 0.12	5.06 ± 0.15
H1216	4.54 ± 0.05	4.56 ± 0.04	4.56 ± 0.05	4.56 ± 0.04
IC131	4.75 ± 0.44	4.79 ± 0.14	4.79 ± 0.28	4.79 ± 0.14
IC132	4.53 ± 0.16	4.69 ± 0.08	4.67 ± 0.16	4.69 ± 0.09
IC2111	4.71 ± 0.07	4.79 ± 0.04	4.75 ± 0.06	4.79 ± 0.04
K160	5.04 ± 0.09	5.06 ± 0.16	5.05 ± 0.13	5.06 ± 0.17
K932	4.76 ± 0.04	4.91 ± 0.04	4.86 ± 0.04	4.92 ± 0.04
M8	4.98 ± 0.02	5.03 ± 0.02	5.00 ± 0.02	5.03 ± 0.03
M16	4.95 ± 0.04	5.09 ± 0.04	4.99 ± 0.04	4.95 ± 0.04
M17	4.90 ± 0.05	5.06 ± 0.03	5.03 ± 0.05	5.06 ± 0.03
M20	4.94 ± 0.03	5.05 ± 0.07	4.96 ± 0.06	4.94 ± 0.03
M42 ₁	4.84 ± 0.04	5.08 ± 0.02	5.04 ± 0.04	5.08 ± 0.02
M42 ₂₋₁	4.76 ± 0.03	4.99 ± 0.02	4.94 ± 0.04	4.99 ± 0.02
M42 ₂₋₂	4.79 ± 0.03	5.02 ± 0.02	4.98 ± 0.03	5.02 ± 0.02
M42 ₂₋₃	4.79 ± 0.04	5.02 ± 0.02	4.98 ± 0.04	5.02 ± 0.02
M42 ₂₋₄	4.78 ± 0.03	5.02 ± 0.02	4.97 ± 0.04	5.02 ± 0.02
M42 ₃₋₁	4.86 ± 0.02	4.95 ± 0.02	4.90 ± 0.02	4.95 ± 0.02
M42 ₃₋₂	4.87 ± 0.03	4.93 ± 0.03	4.91 ± 0.03	4.94 ± 0.02
M42 ₄₋₂	4.79 ± 0.03	4.99 ± 0.02	4.96 ± 0.03	4.99 ± 0.02
M42 ₄₋₃	4.81 ± 0.03	5.04 ± 0.02	5.01 ± 0.04	5.04 ± 0.02
M42 ₅	4.89 ± 0.06	5.13 ± 0.06	5.06 ± 0.06	5.13 ± 0.06
M42-bar	4.99 ± 0.03	5.08 ± 0.02	5.03 ± 0.03	5.08 ± 0.02
M42-HH202S	4.90 ± 0.07	5.03 ± 0.06	5.00 ± 0.08	5.04 ± 0.06
M42-HH204	4.85 ± 0.03	4.42 ± 0.02	4.81 ± 0.03	4.85 ± 0.03
M42-HH529II	4.79 ± 0.07	5.11 ± 0.02	5.09 ± 0.09	5.11 ± 0.02
M42-HH529III	4.81 ± 0.09	5.12 ± 0.05	5.10 ± 0.11	5.13 ± 0.05
M42-P1	4.84 ± 0.05	5.03 ± 0.03	4.99 ± 0.05	5.03 ± 0.03
N11B	4.68 ± 0.02	4.76 ± 0.02	4.73 ± 0.02	4.76 ± 0.02
N44C	4.49 ± 0.04	4.40 ± 0.02	4.41 ± 0.04	4.40 ± 0.02
N66A	4.33 ± 0.03	4.29 ± 0.02	4.30 ± 0.03	4.29 ± 0.02
N81	4.40 ± 0.03	4.31 ± 0.02	4.32 ± 0.03	4.31 ± 0.02
N88A	4.29 ± 0.03	4.22 ± 0.02	4.22 ± 0.03	4.22 ± 0.02
NGC588	4.60 ± 0.14	4.59 ± 0.08	4.60 ± 0.13	4.59 ± 0.08
NGC595	4.95 ± 0.04	5.12 ± 0.07	5.01 ± 0.06	5.12 ± 0.08
NGC604	4.78 ± 0.05	4.90 ± 0.04	4.87 ± 0.05	4.90 ± 0.04
NGC1714	4.63 ± 0.07	4.73 ± 0.05	4.71 ± 0.07	4.72 ± 0.05
NGC2363	4.12 ± 0.17	3.87 ± 0.03	3.88 ± 0.08	3.87 ± 0.03

(Sigue en la página siguiente)

Espectro	$T[\text{N II}]$	$T[\text{O III}]$	T_{rep}	T_P
NGC3576	4.89 ± 0.05	4.93 ± 0.02	4.92 ± 0.04	4.93 ± 0.03
NGC3603	4.74 ± 0.07	5.03 ± 0.05	5.00 ± 0.10	5.03 ± 0.04
NGC4861	4.45 ± 0.38	4.37 ± 0.05	4.39 ± 0.23	4.37 ± 0.05
NGC5253-HII-1	4.47 ± 0.09	4.34 ± 0.07	4.36 ± 0.08	4.34 ± 0.07
NGC5253-HII-2	4.55 ± 0.10	4.40 ± 0.07	4.42 ± 0.09	4.40 ± 0.07
NGC5253-UV-1	4.57 ± 0.13	4.49 ± 0.06	4.51 ± 0.10	4.49 ± 0.06
NGC5408	4.33 ± 0.10	4.00 ± 0.04	4.02 ± 0.06	4.00 ± 0.04
NGC5455	4.72 ± 0.03	4.80 ± 0.02	4.78 ± 0.03	4.80 ± 0.02
NGC5461	4.81 ± 0.08	4.91 ± 0.05	4.89 ± 0.08	4.91 ± 0.05
NGC5471	4.33 ± 0.07	4.19 ± 0.03	4.20 ± 0.06	4.19 ± 0.03
NGC6822	4.51 ± 0.25	4.48 ± 0.05	4.48 ± 0.16	4.48 ± 0.04
Sh2-54	5.06 ± 0.08	4.84 ± 0.29	4.96 ± 0.19	4.83 ± 0.34
Sh2-83	4.60 ± 0.07	4.75 ± 0.06	4.74 ± 0.08	4.76 ± 0.06
Sh2-100	5.00 ± 0.06	5.04 ± 0.04	5.03 ± 0.06	5.03 ± 0.04
Sh2-128	4.72 ± 0.04	4.78 ± 0.05	4.76 ± 0.05	4.79 ± 0.04
Sh2-156	4.87 ± 0.07	4.90 ± 0.06	4.87 ± 0.06	4.86 ± 0.07
Sh2-212	4.86 ± 0.15	4.46 ± 0.14	4.57 ± 0.12	4.45 ± 0.14
Sh2-288	4.73 ± 0.05	4.76 ± 0.08	4.74 ± 0.07	4.76 ± 0.09
Sh2-298	4.84 ± 0.11	4.83 ± 0.10	4.83 ± 0.11	4.83 ± 0.10
VS24	4.85 ± 0.09	4.89 ± 0.10	4.87 ± 0.11	4.89 ± 0.09
VS38	4.73 ± 0.13	4.61 ± 0.09	4.66 ± 0.10	4.62 ± 0.09
VS44	4.75 ± 0.06	4.86 ± 0.05	4.82 ± 0.06	4.86 ± 0.05
30Dor	4.64 ± 0.04	4.70 ± 0.02	4.69 ± 0.04	4.70 ± 0.02

Vemos que las incertidumbres no son muy elevadas, salvo en casos puntuales, junto con el pequeño rango de variación de las abundancias iónicas de por sí, a pesar de tratarse de una muestra observacional variada en cuanto a características de las regiones H II.

Como ya se dijo, para el caso del Cl^{2+} , disponemos de la intensidad de las líneas mencionadas para los 65 espectros descritos en §2.2, por lo que podemos calcular su abundancia para todos ellos. Sin embargo, hay 14 espectros que disponen también de líneas de Cl^+ y Cl^{3+} medibles en su espectro, de las que pueden determinarse las abundancias de dichos iones. Dichas líneas son $[\text{Cl II}]\lambda 9123$ y $[\text{Cl IV}]\lambda 8046$. Esto nos da la posibilidad de calcular la abundancia total del Cl a través de la suma de las iónicas, que a su vez nos permitirá hacer una comparación con el resultado obtenido, para el mismo espectro, por medio de la aplicación del ICF. Por tanto, siguiendo la misma metodología que para la abundancia del Cl^{2+} , calculamos las abundancias de Cl^+ y Cl^{3+} para estos 14 espectros. Siguiendo las recomendaciones de Esteban et al. (2015), utilizaremos la temperatura del N^+ para calcular la abundancia del Cl^+ , y la del O^{2+} para la del Cl^{3+} .

Además, contamos con un caso particular: el objeto Herbig-Haro HH204, de la Nebulosa de Orión (M42). Su grado de ionización es prácticamente cero, y esto repercute en el cálculo de determinadas magnitudes relacionadas con este parámetro y, por consiguiente, en sus incertidumbres, debido a la propagación de errores. Así pues, calcular la abundancia total de Cl de esta región por medio del ICF da como resultado un punto con una

incertidumbre mayor de lo esperable. Dado el bajo grado de ionización de la región, es lógico deducir que la contribución del ion Cl^{3+} a la abundancia total de Cl en la misma va a ser despreciable frente a la de los iones de Cl^+ y Cl^{2+} , por lo que lo más coherente para este caso es calcularla como $\text{Cl}/\text{H} = \text{Cl}^+/\text{H} + \text{Cl}^{2+}/\text{H}$.

Todo ello, nos da como resultado la Tabla 3, en la que se muestran, para los 14 espectros mencionados más M42-HH204, los valores de las abundancias de Cl^+ y Cl^{3+} , calculados a través del método de Monte Carlo, y la incertidumbre asociada.

Tabla 3: Abundancias del Cl^+ y Cl^{3+} y sus incertidumbres, expresadas como $12 + \log(\text{Cl}^{i+}/\text{H})$, obtenidas a través del método de Monte Carlo, usando $T_e([\text{N II}])$ y $T_e([\text{O III}])$, respectivamente.

Espectro	Cl^+	Cl^{3+}
M42 ₁	3.60 ± 0.07	3.71 ± 0.05
M42 ₂₋₁	3.72 ± 0.04	3.20 ± 0.05
M42 ₂₋₂	3.71 ± 0.03	3.28 ± 0.03
M42 ₂₋₃	3.68 ± 0.04	3.33 ± 0.04
M42 ₂₋₄	3.76 ± 0.04	3.45 ± 0.03
M42 ₄₋₂	3.61 ± 0.04	3.79 ± 0.03
M42 ₄₋₃	3.61 ± 0.04	3.93 ± 0.03
M42-HH204	4.71 ± 0.02	—
M42-HH529II	2.94 ± 0.14	3.60 ± 0.05
M42-P1	3.50 ± 0.15	3.29 ± 0.12
N44C	3.37 ± 0.04	4.40 ± 0.02
N66A	3.19 ± 0.05	3.27 ± 0.03
NGC3576	3.80 ± 0.06	3.21 ± 0.05
NGC3603	3.17 ± 0.06	3.86 ± 0.04
30Dor	3.44 ± 0.23	3.40 ± 0.07

Tal y como comentamos en §1.2, las abundancias de estos iones son menores que las del Cl^{2+} en todos los casos, algo lógico teniendo en cuenta su menor contribución a la abundancia total de Cl. Cabe destacar el resultado de M42-HH204, que es considerablemente mayor que el resto. Como explicábamos previamente, la abundancia total de Cl en esta región, dado su grado de ionización particularmente bajo, viene dado por la suma de las abundancias de Cl^+ y Cl^{2+} , por lo que, al no tener contribución por parte del Cl^{3+} , es esperable que la abundancia de Cl^+ sea mayor que en el resto de nebulosas, como es el caso. Aunque, como puede verse en las Tablas 2 y 3, la abundancia de Cl^{2+} sigue siendo superior a la de Cl^+ incluso para este objeto, hecho que indica claramente la predominancia de este ion respecto a los otros.

5. Abundancias totales y cociente Cl/O

Una vez obtenidas las abundancias iónicas, el siguiente paso es calcular la abundancia total del Cl, que viene a ser el principal objetivo de este trabajo, tanto por medio de la

suma de abundancias iónicas.

$$\frac{\text{Cl}}{\text{H}} = \frac{\text{Cl}^+}{\text{H}^+} + \frac{\text{Cl}^{2+}}{\text{H}^+} + \frac{\text{Cl}^{3+}}{\text{H}^+} \quad (5)$$

como por medio del factor de corrección por ionización (ICF), que describiremos más detalladamente en §5.2.

En ocasiones, las abundancias de determinados elementos se representan en relación a la abundancia de oxígeno, por lo que calcularemos también el cociente Cl/O. Además, este cociente tiene una particularidad, y es que varios estudios muestran que su valor debe ser constante. El Cl se produce en los mismos lugares en los que se da la combustión de O, sobre todo en supernovas de estrellas masivas, es decir, existe una similitud en el origen nucleosintético de ambos elementos (Esteban et al., 2015), lo cual refuerza el resultado mencionado.

Usaremos como referencia el valor solar propuesto por Lodders (2019),

$$\log(\text{Cl}/\text{O})_{\odot} = -3.50 \pm 0.09 \quad (6)$$

que está también muy cerca del que propusieron Esteban et al. (2015), quienes obtuvieron gradientes de Cl/H y O/H idénticos dentro de las incertidumbres, a partir de observaciones de regiones H II Galácticas, reflejo directo de un cociente de Cl/O constante a lo largo del disco Galáctico.

5.1. Suma de las abundancias iónicas

En §4 hemos calculado las abundancias de los iones del Cl que observamos en un conjunto de nuestras nebulosas y que coinciden precisamente con los únicos estados de ionización posibles para sus condiciones de ionización. Así pues, el cálculo de la abundancia total se reduce a la suma de estos valores, como hemos descrito en la ecuación (5), método que usaron por primera vez Esteban et al. (2015).

No obstante, tenemos que tener en cuenta dos cuestiones. La primera, que la abundancia del ion Cl^{2+} la hemos obtenido por medio de las 4 temperaturas propuestas, por lo que, de igual forma, obtendremos un valor de la abundancia total relacionada con cada una de ellas, en principio diferentes teniendo en cuenta que Cl^{2+} es el ion dominante. Y la segunda, que en nuestra muestra observacional solo 14 espectros cuentan con las medidas de intensidad de las líneas de Cl^+ y Cl^{3+} , además del caso particular de M42-HH204, explicado anteriormente. Es decir, llevamos a cabo este método únicamente con los 15 espectros mostrados en la Tabla 3.

En la Tabla 4 se muestran los valores de Cl/H obtenidos, expresados como $12 + \log(\text{Cl}/\text{H})$ y sus incertidumbres, para cada espectro y cada temperatura propuesta. La mejor forma de ver la validez de nuestros resultados, sin embargo, es representarlos gráficamente. En la Figura 4 se muestra la abundancia total del Cl en función de la de O, para cada temperatura propuesta. También se ha representado el ajuste lineal a los puntos mostrados, por medio de una línea gris discontinua, con el fin de facilitar la comparación y posterior análisis.

Tabla 4: Abundancias de Cl, calculadas como la suma de las abundancias iónicas, con sus correspondientes incertidumbres, expresadas como $12 + \log(\text{Cl}/\text{H})$. Se muestran los resultados obtenidos usando cada temperatura considerada, para los 15 espectros donde se utiliza la suma directa de abundancias iónicas (§5.1).

Espectro	$12 + \log(\text{Cl}/\text{H})$			
	$T[\text{N II}]$	$T[\text{O III}]$	T_{rep}	T_P
M42 ₁	4.89 ± 0.04	5.11 ± 0.02	5.08 ± 0.04	5.11 ± 0.02
M42 ₂₋₁	4.81 ± 0.03	5.02 ± 0.02	4.98 ± 0.04	5.02 ± 0.02
M42 ₂₋₂	4.84 ± 0.03	5.05 ± 0.02	5.01 ± 0.03	5.05 ± 0.02
M42 ₂₋₃	4.83 ± 0.04	5.05 ± 0.02	5.01 ± 0.04	5.05 ± 0.02
M42 ₂₋₄	4.83 ± 0.03	5.05 ± 0.02	5.01 ± 0.04	5.05 ± 0.02
M42 ₄₋₂	4.85 ± 0.03	5.03 ± 0.02	5.01 ± 0.03	5.03 ± 0.02
M42 ₄₋₃	4.89 ± 0.03	5.08 ± 0.02	5.06 ± 0.04	5.09 ± 0.02
M42-HH204	5.09 ± 0.02	4.89 ± 0.02	5.07 ± 0.03	5.09 ± 0.03
M42-HH529II	4.82 ± 0.07	5.12 ± 0.03	5.11 ± 0.09	5.13 ± 0.02
M42-P1	4.87 ± 0.05	5.05 ± 0.04	5.01 ± 0.06	5.05 ± 0.04
N44C	4.76 ± 0.03	4.72 ± 0.02	4.72 ± 0.03	4.72 ± 0.02
N66A	4.40 ± 0.03	4.36 ± 0.03	4.37 ± 0.03	4.36 ± 0.02
NGC3576	4.93 ± 0.05	4.97 ± 0.03	4.96 ± 0.04	4.97 ± 0.03
NGC3603	4.80 ± 0.06	5.06 ± 0.05	5.04 ± 0.09	5.06 ± 0.04
30Dor	4.69 ± 0.05	4.74 ± 0.03	4.74 ± 0.05	4.75 ± 0.03

El hecho de que ninguna de las incertidumbres mostradas en la Tabla 4 sea ~ 0.1 dex (alrededor de un 25 % del error) nos indica la calidad de las determinaciones. Por otra parte, en la Figura 4 vemos que la mayor parte de los valores están concentrados en una zona de la gráfica determinada. Esto se debe a que 10 de los espectros corresponden a zonas de un mismo objeto, M42, la Nebulosa de Orión.

Con estas abundancias totales, calculamos el cociente Cl/O para cada temperatura propuesta y para cada espectro. Los resultados se muestran en la Tabla 5, en escala logarítmica, y en la Figura 5 se representa el cociente frente al grado de ionización, parametrizado por O^{2+}/O . En cada representación, se muestra una región sombreada, cuya línea central rayada corresponde al promedio pesado de los valores representados en cada caso. Las líneas superior e inferior, indican el valor de la suma y la resta, respectivamente, entre dicho promedio y su desviación estándar, cuyos valores para cada caso son los siguientes:

$$\begin{aligned}
 \langle \log(\text{Cl}/\text{O}) \rangle (T[\text{N II}]) &= -3.59 \pm 0.05 & \langle \log(\text{Cl}/\text{O}) \rangle (T[\text{O III}]) &= -3.46 \pm 0.08 \\
 \langle \log(\text{Cl}/\text{O}) \rangle (T_{rep}) &= -3.49 \pm 0.06 & \langle \log(\text{Cl}/\text{O}) \rangle (T_P) &= -3.46 \pm 0.07
 \end{aligned} \tag{7}$$

Además, se ha representado también el valor solar, mediante el propio signo solar (color dorado), con la dispersión indicada en (6).

El hecho de elegir representar el cociente frente al grado de ionización se debe al objetivo de detectar cualquier efecto sistemático que afectara a alguno de los iones involucrados. Si los hubiera, se vería una correlación, pero no parece ser el caso. A pesar de

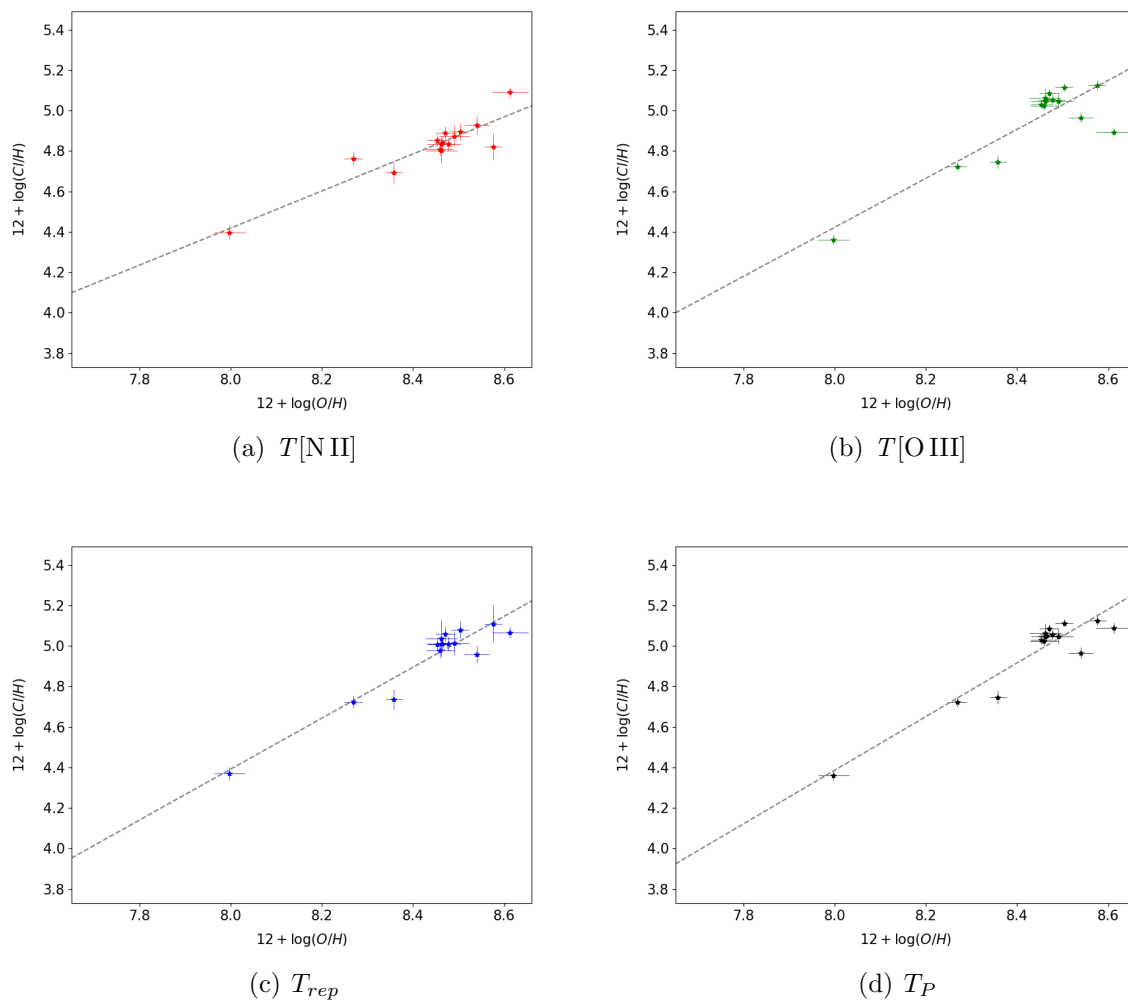


Figura 4: Abundancia de Cl, calculada como la suma de las abundancias iónicas, en función de la abundancia de O, expresadas como $12 + \log(X/H)$, para las 4 temperaturas consideradas. Las líneas discontinuas corresponden al ajuste lineal realizado en cada caso sobre los puntos representados.

ello, debemos tener en cuenta que el intervalo de O^{2+}/O es bastante limitado, por lo que no es una tarea fácil distinguir correlaciones de cualquier manera.

En la Figura 5(a) vemos que los puntos tienen una menor dispersión respecto al promedio, en comparación con las otras representaciones mostradas. Sin embargo, el valor promedio del cociente para este caso ($T[\text{N II}]$), es el más alejado respecto al valor solar de -3.5 propuesto por Lodders (2019), de todos los mostrados en (7). De hecho, el promedio más cercano es el que obtenemos para el caso de T_{rep} (Figura 5(c)).

Otra forma interesante de estudiar este cociente es representarlo en función de la propia abundancia de O, con el fin de visualizar mejor si Cl/O es o no constante, tal y como esperaríamos. En la Figura 6 vemos esta representación, de nuevo, junto con cada promedio correspondiente y el valor solar de $\log(\text{Cl}/\text{O})$, para T_{rep} y T_P , ya que son las dos temperaturas que mejor representan las condiciones de la nebulosa en su totalidad.

Tabla 5: Cociente entre la abundancia de Cl, calculada como la suma de las abundancias iónicas, y la abundancia de O, con sus correspondientes incertidumbres, expresado en escala logarítmica. Se muestran los resultados obtenidos usando cada temperatura considerada, para los 15 espectros donde se utiliza la suma directa de abundancias iónicas (§5.1).

Espectro	log(Cl/O)			
	$T[\text{N II}]$	$T[\text{O III}]$	T_{rep}	T_P
M42 ₁	-3.61 ± 0.02	-3.39 ± 0.01	-3.43 ± 0.02	-3.39 ± 0.01
M42 ₂₋₁	-3.65 ± 0.01	-3.44 ± 0.01	-3.48 ± 0.01	-3.44 ± 0.01
M42 ₂₋₂	-3.62 ± 0.01	-3.41 ± 0.01	-3.45 ± 0.01	-3.41 ± 0.01
M42 ₂₋₃	-3.63 ± 0.01	-3.42 ± 0.01	-3.45 ± 0.01	-3.42 ± 0.01
M42 ₂₋₄	-3.64 ± 0.01	-3.42 ± 0.01	-3.47 ± 0.01	-3.42 ± 0.01
M42 ₄₋₂	-3.60 ± 0.01	-3.42 ± 0.01	-3.45 ± 0.01	-3.42 ± 0.01
M42 ₄₋₃	-3.58 ± 0.01	-3.39 ± 0.01	-3.41 ± 0.01	-3.39 ± 0.01
M42-HH204	-3.52 ± 0.01	-3.72 ± 0.02	-3.55 ± 0.01	-3.52 ± 0.01
M42-HH529II	-3.75 ± 0.05	-3.45 ± 0.01	-3.47 ± 0.07	-3.45 ± 0.01
M42-P1	-3.62 ± 0.02	-3.44 ± 0.01	-3.48 ± 0.02	-3.44 ± 0.01
N44C	-3.51 ± 0.01	-3.55 ± 0.01	-3.55 ± 0.01	-3.55 ± 0.01
N66A	-3.60 ± 0.01	-3.64 ± 0.01	-3.63 ± 0.01	-3.64 ± 0.01
NGC3576	-3.61 ± 0.02	-3.57 ± 0.01	-3.58 ± 0.01	-3.57 ± 0.01
NGC3603	-3.66 ± 0.03	-3.40 ± 0.01	-3.42 ± 0.06	-3.40 ± 0.01
30Dor	-3.66 ± 0.03	-3.61 ± 0.01	-3.62 ± 0.03	-3.61 ± 0.01

5.2. Cálculo con ICF

Como mencionábamos en §1, no siempre es posible conocer todas las abundancias iónicas que contribuyen de forma significativa a la abundancia total de un elemento, y es en estos casos cuando recurrimos al factor de corrección por ionización (ICF). La abundancia total del elemento, por tanto, se define como mostramos en la ecuación (1). Los primeros ICFs se propusieron basándose en similitudes entre los potenciales de ionización de los iones (Peimbert & Costero, 1969), pero pueden no ser adecuados en determinadas ocasiones, dado que la estructura de ionización no depende solo del potencial de ionización, si no también de procesos físicos que ocurren en la nebulosa ionizada, de la forma particular de la sección eficaz de fotoionización del ion y de la SED del campo de radiación ionizante.

En nuestro caso, utilizamos el ICF obtenido por Amayo et al. (2021), quienes proporcionan expresiones analíticas para la incertidumbre de dicho factor. Este se calcula a través de una amplia red de modelos de fotoionización, usando el cociente entre las abundancias de Cl^{2+} y O^{2+} como parámetro. Con este factor, la ecuación resultante para el cálculo del cociente entre Cl y O es

$$\frac{\text{Cl}}{\text{O}} = \frac{\text{Cl}^{2+}}{\text{O}^{2+}} \cdot \text{ICF} \left(\frac{\text{Cl}^{2+}}{\text{O}^{2+}} \right) \quad (8)$$

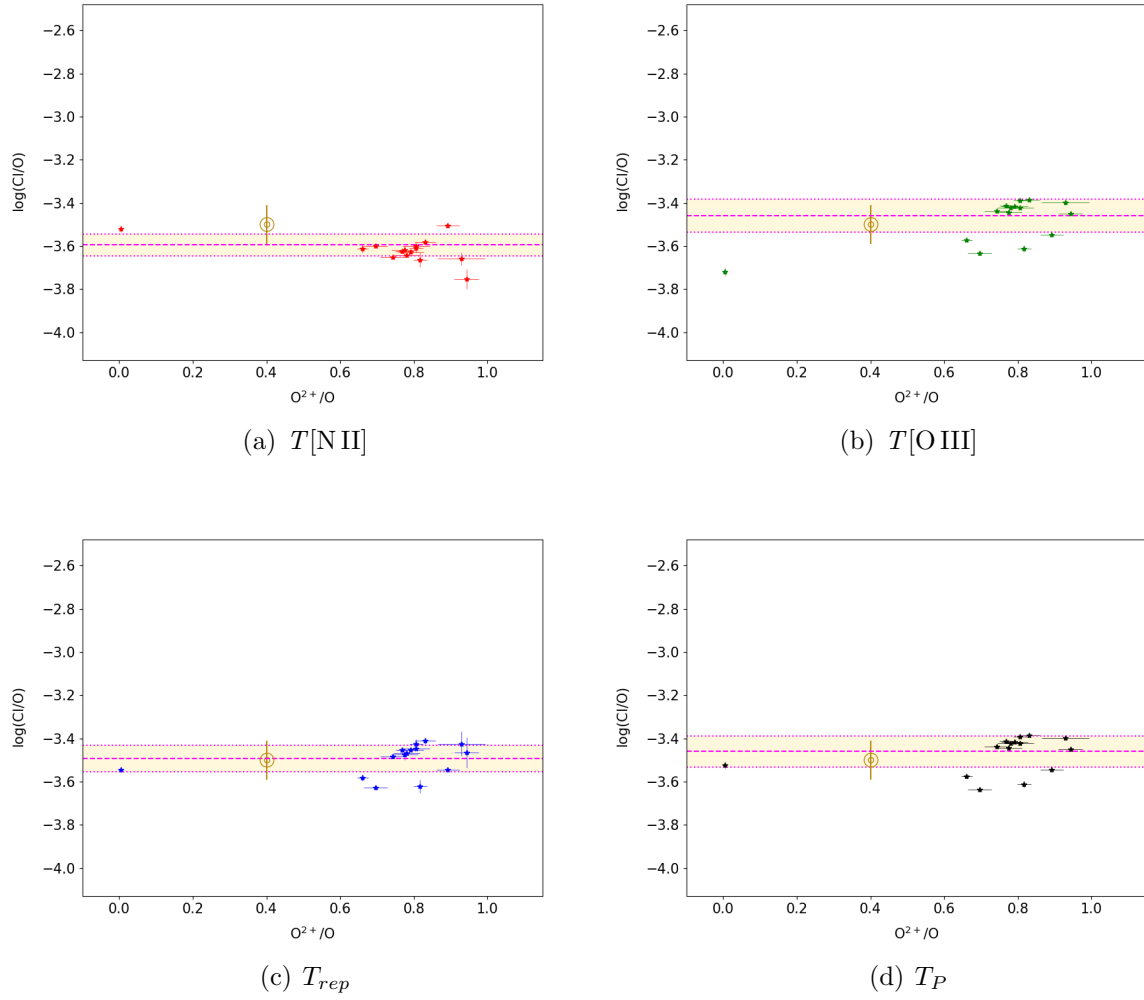


Figura 5: Cociente entre la abundancia de Cl, calculada como la suma de abundancias iónicas, y la abundancia de O, en escala logarítmica, en función del grado de ionización, para las 4 temperaturas propuestas. En cada región sombreada, la línea magenta central rayada representa el promedio pesado de los valores de cada representación, mientras que las líneas superior e inferior, ambas punteadas, se corresponden con la desviación estándar de dicho promedio, sumada y restada al valor central, respectivamente. Se representa, además, en cada una de ellas, el valor solar mediante el signo de color dorado.

donde el valor del ICF viene dado por la siguiente expresión

$$\log \text{ICF} \left(\frac{\text{Cl}^{2+}}{\text{O}^{2+}} \right) = -1.117 + 5.855 \omega - 19.34 \omega^2 + 36.93 \omega^3 - 35.326 \omega^4 + 13.254 \omega^5 \quad (9)$$

y la incertidumbre por el promedio entre el error + (ϵ^+) y el error - (ϵ^-), dados, respectivamente, por:

$$\begin{aligned} \log \epsilon^+ &= -0.928 + 5.059 \omega - 18.393 \omega^2 + 39.48 \omega^3 - 42.176 \omega^4 + 17.443 \omega^5 \\ \log \epsilon^- &= -1.504 + 8.712 \omega - 28.783 \omega^2 + 51.631 \omega^3 - 46.498 \omega^4 + 15.579 \omega^5 \end{aligned}$$

En las ecuaciones, ω corresponde al grado de ionización, esto es, $\omega = \text{O}^{2+}/\text{O}$. De esta forma, conocidas las abundancias iónicas de Cl^{2+} y O^{2+} y ω , obtenemos el cociente Cl/O , cuyos valores se muestran en la Tabla 6.

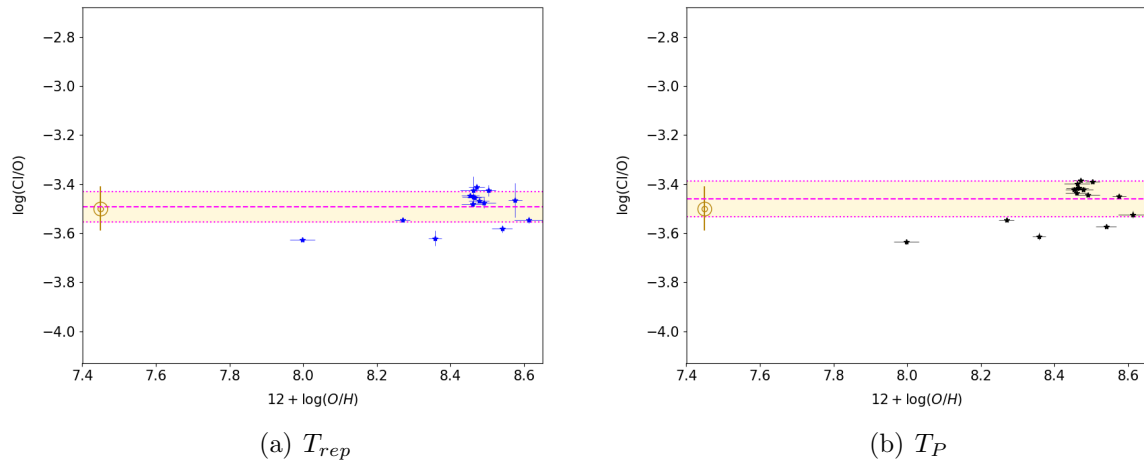


Figura 6: Cociente entre la abundancia de Cl, calculada como la suma de abundancias iónicas y la abundancia de O, en escala logarítmica, en función de esta última, expresada como $12 + \log(O/H)$, para T_{rep} (a) y T_P (b). En cada región sombreada, la línea magenta central rayada representa el promedio pesado de los valores de cada representación, mientras que las líneas superior e inferior, ambas punteadas, se corresponden con la desviación estándar de dicho promedio, sumada y restada al valor central, respectivamente. Se representa, además, en cada una de ellas, el valor solar mediante el signo de color dorado.

Tabla 6: Cociente entre la abundancia de Cl y O, calculado usando el ICF, con sus correspondientes incertidumbres, expresado en escala logarítmica. Se muestran los resultados obtenidos usando cada temperatura considerada, para todos los espectros que conforman la muestra observacional.

Espectro	$\log(Cl/O)$			
	$T[N II]$	$T[O III]$	T_{rep}	T_P
BA371	-3.62 ± 0.02	-3.49 ± 0.04	-3.52 ± 0.01	-3.49 ± 0.03
BA379	-3.59 ± 0.12	-3.46 ± 0.10	-3.51 ± 0.11	-3.46 ± 0.11
BCLMP290	-3.54 ± 0.15	-3.35 ± 0.15	-3.45 ± 0.15	-3.35 ± 0.16
H37	-3.64 ± 0.10	-3.63 ± 0.03	-3.63 ± 0.05	-3.62 ± 0.03
H219	-3.37 ± 0.21	-3.34 ± 0.21	-3.36 ± 0.21	-3.33 ± 0.21
H1013	-3.39 ± 0.29	-3.26 ± 0.24	-3.32 ± 0.27	-3.28 ± 0.21
H1216	-3.60 ± 0.03	-3.57 ± 0.03	-3.58 ± 0.03	-3.57 ± 0.04
IC131	-3.61 ± 0.23	-3.57 ± 0.04	-3.58 ± 0.10	-3.57 ± 0.03
IC132	-3.62 ± 0.19	-3.46 ± 0.14	-3.48 ± 0.23	-3.45 ± 0.13
IC2111	-3.63 ± 0.12	-3.55 ± 0.15	-3.58 ± 0.14	-3.55 ± 0.15
K160	-3.30 ± 0.43	-3.29 ± 0.36	-3.30 ± 0.39	-3.29 ± 0.36
K932	-3.61 ± 0.06	-3.45 ± 0.06	-3.50 ± 0.06	-3.45 ± 0.06
M8	-3.31 ± 0.42	-3.25 ± 0.41	-3.29 ± 0.41	-3.25 ± 0.41

(Sigue en la página siguiente)

Espectro	$\log(\text{Cl/O})$			
	$T[\text{N II}]$	$T[\text{O III}]$	T_{rep}	T_P
M16	-3.40 ± 0.45	-3.26 ± 0.45	-3.37 ± 0.45	-3.40 ± 0.45
M17	-3.56 ± 0.01	-3.40 ± 0.01	-3.43 ± 0.01	-3.40 ± 0.01
M20	-3.36 ± 0.61	-3.24 ± 0.57	-3.34 ± 0.58	-3.36 ± 0.61
M42 ₁	-3.60 ± 0.01	-3.35 ± 0.02	-3.40 ± 0.01	-3.36 ± 0.02
M42 ₂ -1	-3.63 ± 0.04	-3.40 ± 0.06	-3.45 ± 0.04	-3.40 ± 0.06
M42 ₂ -2	-3.60 ± 0.02	-3.37 ± 0.03	-3.41 ± 0.02	-3.37 ± 0.03
M42 ₂ -3	-3.61 ± 0.01	-3.38 ± 0.03	-3.41 ± 0.01	-3.38 ± 0.03
M42 ₂ -4	-3.64 ± 0.02	-3.39 ± 0.04	-3.44 ± 0.02	-3.39 ± 0.04
M42 ₃ -1	-3.38 ± 0.26	-3.28 ± 0.27	-3.33 ± 0.26	-3.28 ± 0.27
M42 ₃ -2	-3.42 ± 0.23	-3.35 ± 0.24	-3.38 ± 0.23	-3.35 ± 0.24
M42 ₄ -2	-3.60 ± 0.01	-3.40 ± 0.02	-3.42 ± 0.01	-3.40 ± 0.02
M42 ₄ -3	-3.59 ± 0.01	-3.36 ± 0.01	-3.39 ± 0.02	-3.36 ± 0.01
M42 ₅	-3.55 ± 0.05	-3.31 ± 0.05	-3.37 ± 0.05	-3.31 ± 0.06
M42-bar	-3.40 ± 0.35	-3.32 ± 0.35	-3.36 ± 0.35	-3.32 ± 0.35
M42-HH202S	-3.43 ± 0.23	-3.29 ± 0.24	-3.33 ± 0.23	-3.29 ± 0.24
M42-HH204	-2.57 ± 1.17	-3.00 ± 1.18	-2.62 ± 1.17	-2.57 ± 1.17
M42-HH529II	-3.63 ± 0.19	-3.32 ± 0.16	-3.33 ± 0.22	-3.32 ± 0.16
M42-HH529III	-3.61 ± 0.12	-3.30 ± 0.09	-3.32 ± 0.16	-3.30 ± 0.09
M42-P1	-3.58 ± 0.01	-3.40 ± 0.03	-3.43 ± 0.01	-3.40 ± 0.03
N11B	-3.63 ± 0.13	-3.54 ± 0.13	-3.58 ± 0.13	-3.54 ± 0.13
N44C	-3.69 ± 0.09	-3.77 ± 0.07	-3.76 ± 0.09	-3.77 ± 0.07
N66A	-3.59 ± 0.06	-3.63 ± 0.08	-3.63 ± 0.07	-3.63 ± 0.08
N81	-3.53 ± 0.02	-3.62 ± 0.03	-3.61 ± 0.02	-3.62 ± 0.03
N88A	-3.60 ± 0.12	-3.67 ± 0.11	-3.66 ± 0.12	-3.67 ± 0.11
NGC588	-3.50 ± 0.04	-3.52 ± 0.02	-3.52 ± 0.04	-3.52 ± 0.02
NGC595	-3.40 ± 0.33	-3.22 ± 0.30	-3.34 ± 0.32	-3.23 ± 0.30
NGC604	-3.54 ± 0.07	-3.41 ± 0.08	-3.45 ± 0.07	-3.41 ± 0.08
NGC1714	-3.66 ± 0.02	-3.56 ± 0.01	-3.57 ± 0.02	-3.56 ± 0.01
NGC2363	-3.46 ± 0.25	-3.70 ± 0.12	-3.70 ± 0.17	-3.71 ± 0.12
NGC3576	-3.57 ± 0.06	-3.54 ± 0.08	-3.55 ± 0.07	-3.54 ± 0.09
NGC3603	-3.58 ± 0.16	-3.30 ± 0.14	-3.33 ± 0.18	-3.30 ± 0.14
NGC4861	-3.52 ± 0.33	-3.60 ± 0.06	-3.59 ± 0.23	-3.60 ± 0.05
NGC5253-HII-1	-3.67 ± 0.01	-3.80 ± 0.01	-3.79 ± 0.01	-3.81 ± 0.01
NGC5253-HII-2	-3.58 ± 0.01	-3.72 ± 0.02	-3.71 ± 0.01	-3.72 ± 0.02
NGC5253-UV-1	-3.62 ± 0.02	-3.71 ± 0.07	-3.68 ± 0.03	-3.70 ± 0.07
NGC5408	-3.44 ± 0.03	-3.77 ± 0.04	-3.74 ± 0.02	-3.77 ± 0.04

(Sigue en la página siguiente)

Espectro	log(Cl/O)			
	$T[\text{N II}]$	$T[\text{O III}]$	T_{rep}	T_P
NGC5455	-3.53 ± 0.05	-3.46 ± 0.06	-3.47 ± 0.05	-3.46 ± 0.06
NGC5461	-3.53 ± 0.01	-3.44 ± 0.04	-3.46 ± 0.02	-3.44 ± 0.04
NGC5471	-3.59 ± 0.06	-3.74 ± 0.02	-3.72 ± 0.04	-3.74 ± 0.02
NGC6822	-3.58 ± 0.20	-3.61 ± 0.01	-3.61 ± 0.11	-3.61 ± 0.01
Sh2-54	-3.13 ± 0.63	-3.34 ± 0.43	-3.23 ± 0.52	-3.35 ± 0.34
Sh2-83	-3.56 ± 0.10	-3.41 ± 0.10	-3.42 ± 0.12	-3.41 ± 0.10
Sh2-100	-3.41 ± 0.01	-3.38 ± 0.02	-3.37 ± 0.01	-3.37 ± 0.02
Sh2-128	-3.43 ± 0.15	-3.36 ± 0.15	-3.38 ± 0.15	-3.35 ± 0.14
Sh2-156	-3.29 ± 0.48	-3.25 ± 0.48	-3.27 ± 0.49	-3.28 ± 0.47
Sh2-212	-3.30 ± 0.36	-3.70 ± 0.40	-3.60 ± 0.40	-3.69 ± 0.40
Sh2-288	-3.42 ± 0.45	-3.39 ± 0.42	-3.41 ± 0.43	-3.39 ± 0.41
Sh2-298	-3.48 ± 0.13	-3.51 ± 0.14	-3.49 ± 0.14	-3.50 ± 0.14
VS24	-3.43 ± 0.23	-3.40 ± 0.23	-3.41 ± 0.23	-3.39 ± 0.23
VS38	-3.48 ± 0.15	-3.59 ± 0.19	-3.55 ± 0.17	-3.57 ± 0.19
VS44	-3.54 ± 0.10	-3.43 ± 0.11	-3.46 ± 0.10	-3.42 ± 0.12
30Dor	-3.64 ± 0.01	-3.59 ± 0.01	-3.59 ± 0.01	-3.59 ± 0.01

Cabe destacar en la Tabla 6, el enorme error asociado en el caso de M42-HH204. Esto se debe al muy bajo grado de ionización del objeto, donde esperamos que el valor del ICF sea muy importante y los modelos de fotoionización son mucho menos precisos, lo que dispara el error asociado.

Por otro lado, en la Figura 7 se muestra el cociente Cl/O frente al grado de ionización, para cada una de las temperaturas propuestas. Nuevamente, en cada representación se han añadido el indicador del valor solar del cociente, y los promedios pesados con sus incertidumbres, cuyos valores se muestran en la siguiente ecuación:

$$\begin{aligned}
\langle \log(\text{Cl/O}) \rangle (T[\text{N II}]) &= -3.57 \pm 0.07 & \langle \log(\text{Cl/O}) \rangle (T[\text{O III}]) &= -3.50 \pm 0.13 \\
\langle \log(\text{Cl/O}) \rangle (T_{rep}) &= -3.49 \pm 0.11 & \langle \log(\text{Cl/O}) \rangle (T_P) &= -3.50 \pm 0.13
\end{aligned} \tag{10}$$

Además, se indican mediante círculos naranjas los puntos correspondientes a los 14 espectros utilizados en §5.1, cuyo cociente se ha recalculado mediante el ICF. En este caso, hemos excluido la M42-HH204, debido a la alta incertidumbre mostrada en la Tabla 6.

Tanto en la Figura 7, como en los valores recogidos en (10), podemos ver que el valor de los promedios pesados es muy cercano o coincide con el valor solar de -3.50 ± 0.09 . Al tratarse de representaciones con un mayor número de puntos, y con una incertidumbre observacional mayor (además de la incertidumbre adicional debida al ICF) que en el caso de la Figura 5, es de esperar que el número de puntos fuera de la región sombreada sea mayor. Además, vemos que el valor de los cocientes de las nebulosas de menor grado de ionización es mayor debido a su mayor ICF y, por tanto, su mayor error asociado.

Al igual que en el apartado anterior, repetimos la representación de dicho cociente en función de la abundancia de O, únicamente para T_{rep} y T_P . Obtenemos así la Figura 8, añadiendo los indicadores naranjas de los 14 espectros, al igual que en la Figura 7.

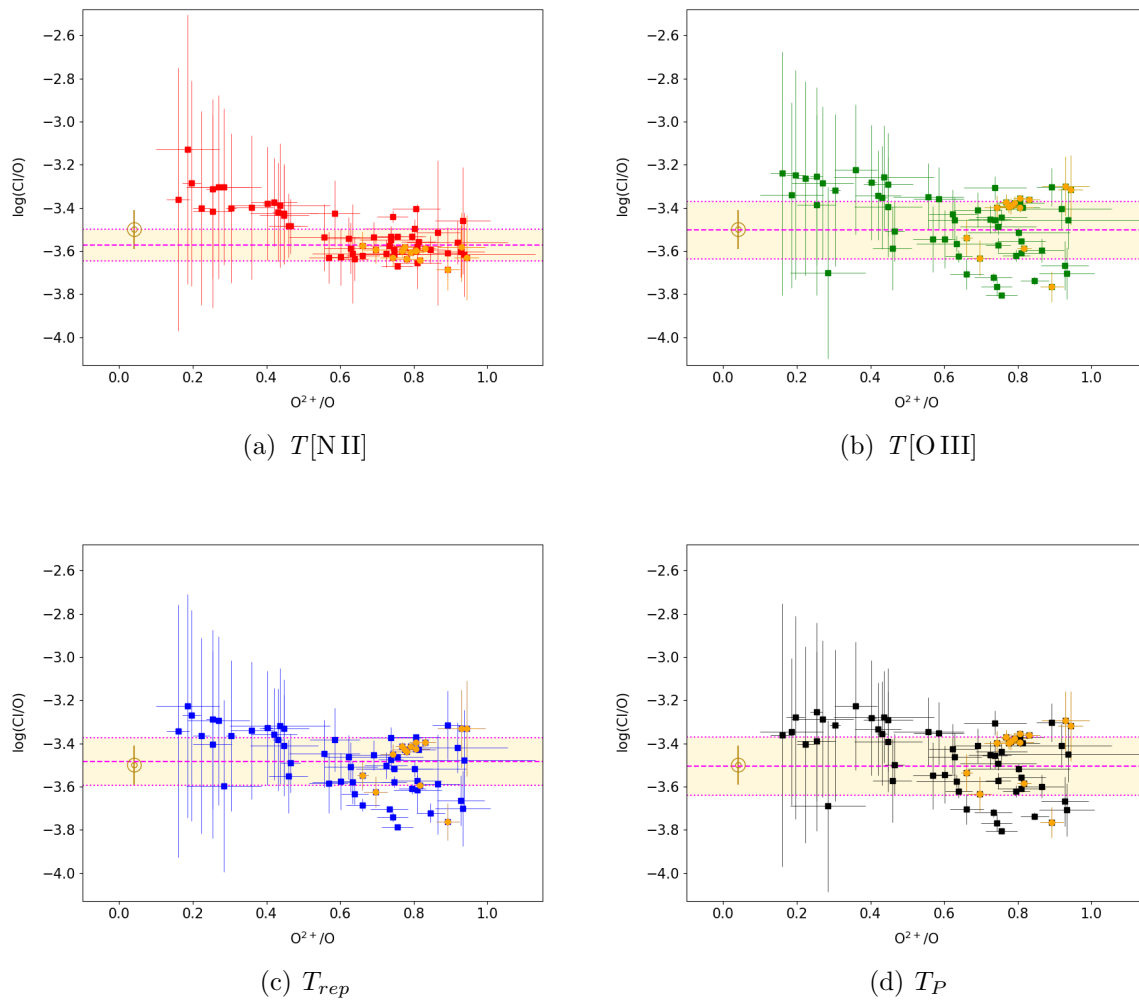


Figura 7: Cociente entre la abundancia de Cl, calculada por medio del ICF, y la abundancia de O, en escala logarítmica, en función del grado de ionización, para cada una de las 4 temperaturas consideradas. En cada región sombreada, la línea magenta central rayada representa el promedio pesado de los valores de cada representación, mientras que las líneas superior e inferior, ambas punteadas, se corresponden con la desviación estándar de dicho promedio, sumada y restada al valor central, respectivamente. Se representa, además, en cada una de ellas, el valor solar mediante el signo de color dorado. Los círculos naranjas indican los 14 espectros utilizados en §5.1, excluyendo M42-HH204.

Con este cociente, el cálculo de la abundancia total de Cl se reduce a multiplicar este resultado por la abundancia total de O, es decir,

$$\frac{\text{Cl}}{\text{H}} = \frac{\text{Cl}}{\text{O}} \cdot \frac{\text{O}}{\text{H}} \quad (11)$$

obteniendo los valores mostrados en la Tabla 7, en la cual se muestra la abundancia total de Cl expresada como $12 + \log(\text{Cl}/\text{H})$.

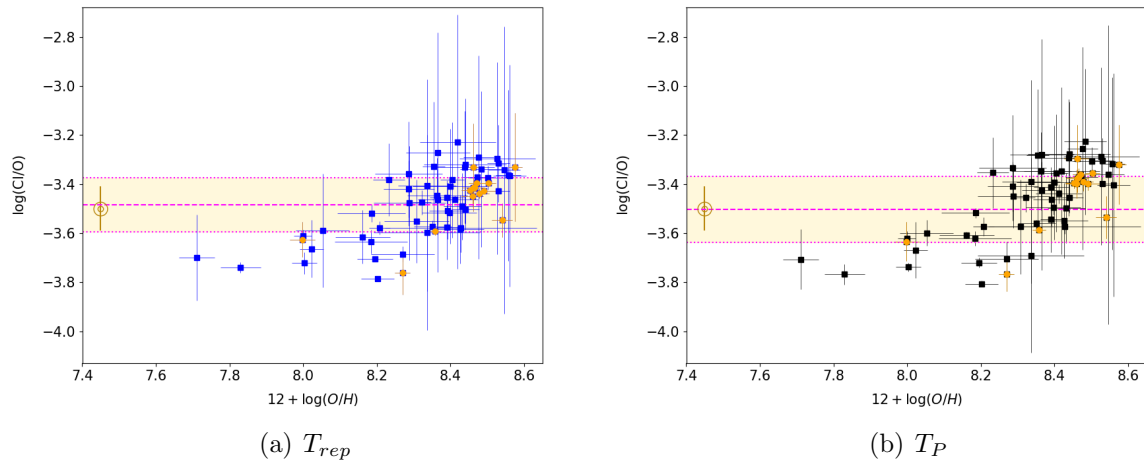


Figura 8: Cociente entre la abundancia de Cl, calculada por medio del ICF, y la abundancia de O, en escala logarítmica, en función de esta última, expresada como $12 + \log(\text{O}/\text{H})$, para T_{rep} (a) y T_P (b). En cada región sombreada, la línea magenta central rayada representa el promedio pesado de los valores de cada representación, mientras que las líneas superior e inferior, ambas punteadas, se corresponden con la desviación estándar de dicho promedio, sumada y restada al valor central, respectivamente. Se representa, además, en cada una de ellas, el valor solar mediante el signo de color dorado. Los círculos naranjas indican los objetos utilizados en §5.1, excluyendo M42-HH204.

Tabla 7: Abundancias de Cl, calculadas a través del ICF, con sus correspondientes incertidumbres, expresadas como $12 + \log(\text{Cl}/\text{H})$. Se muestran los valores obtenidos usando cada temperatura considerada, para todos los espectros que conforman la muestra observacional.

Espectro	$12 + \log(\text{Cl}/\text{H})$			
	$T[\text{N II}]$	$T[\text{O III}]$	T_{rep}	T_P
BA371	4.65 ± 0.08	4.78 ± 0.06	4.75 ± 0.08	4.78 ± 0.07
BA379	4.60 ± 0.04	4.73 ± 0.02	4.68 ± 0.03	4.73 ± 0.03
BCLMP290	4.57 ± 0.01	4.76 ± 0.01	4.66 ± 0.01	4.76 ± 0.01
H37	4.35 ± 0.25	4.36 ± 0.13	4.36 ± 0.20	4.37 ± 0.12
H219	4.54 ± 0.01	4.57 ± 0.01	4.55 ± 0.01	4.58 ± 0.01
H1013	4.69 ± 0.03	4.82 ± 0.02	4.76 ± 0.01	4.80 ± 0.04
H1216	4.48 ± 0.01	4.51 ± 0.01	4.50 ± 0.01	4.51 ± 0.01
IC131	4.62 ± 0.56	4.66 ± 0.29	4.65 ± 0.42	4.66 ± 0.30
IC132	4.64 ± 0.30	4.80 ± 0.24	4.78 ± 0.34	4.81 ± 0.23
IC2111	4.55 ± 0.01	4.63 ± 0.04	4.60 ± 0.02	4.63 ± 0.04
K160	4.66 ± 0.05	4.67 ± 0.02	4.66 ± 0.01	4.67 ± 0.02
K932	4.69 ± 0.01	4.85 ± 0.01	4.80 ± 0.01	4.85 ± 0.01

(Sigue en la página siguiente)

Espectro	$12 + \log(\text{Cl}/\text{H})$			
	$T[\text{N II}]$	$T[\text{O III}]$	T_{rep}	T_P
M8	4.57 ± 0.25	4.63 ± 0.25	4.59 ± 0.25	4.63 ± 0.25
M16	4.51 ± 0.25	4.65 ± 0.25	4.54 ± 0.25	4.51 ± 0.25
M17	4.88 ± 0.05	5.04 ± 0.03	5.01 ± 0.04	5.04 ± 0.03
M20	4.39 ± 0.34	4.51 ± 0.30	4.41 ± 0.32	4.39 ± 0.34
M42 ₁	4.81 ± 0.03	5.06 ± 0.01	5.01 ± 0.04	5.05 ± 0.01
M42 ₂ -1	4.70 ± 0.01	4.93 ± 0.02	4.88 ± 0.01	4.93 ± 0.02
M42 ₂ -2	4.75 ± 0.01	4.98 ± 0.01	4.94 ± 0.01	4.98 ± 0.01
M42 ₂ -3	4.75 ± 0.02	4.98 ± 0.01	4.95 ± 0.03	4.98 ± 0.01
M42 ₂ -4	4.73 ± 0.01	4.98 ± 0.01	4.93 ± 0.02	4.98 ± 0.01
M42 ₃ -1	4.58 ± 0.19	4.68 ± 0.19	4.63 ± 0.19	4.68 ± 0.19
M42 ₃ -2	4.62 ± 0.16	4.69 ± 0.16	4.66 ± 0.16	4.69 ± 0.17
M42 ₄ -2	4.76 ± 0.02	4.96 ± 0.01	4.94 ± 0.02	4.96 ± 0.01
M42 ₄ -3	4.80 ± 0.04	5.03 ± 0.03	5.00 ± 0.05	5.03 ± 0.03
M42 ₅	4.82 ± 0.02	5.06 ± 0.02	5.00 ± 0.03	5.06 ± 0.02
M42-bar	4.64 ± 0.23	4.72 ± 0.24	4.68 ± 0.24	4.72 ± 0.24
M42-HH202S	4.66 ± 0.05	4.80 ± 0.06	4.76 ± 0.05	4.80 ± 0.06
M42-HH204	3.77 ± 6.30	3.34 ± 6.29	3.72 ± 6.30	3.77 ± 6.30
M42-HH529II	4.92 ± 0.22	5.23 ± 0.18	5.22 ± 0.24	5.23 ± 0.18
M42-HH529III	4.87 ± 0.15	5.18 ± 0.12	5.16 ± 0.19	5.18 ± 0.12
M42-P1	4.80 ± 0.03	4.98 ± 0.02	4.95 ± 0.04	4.98 ± 0.02
N11B	4.54 ± 0.08	4.63 ± 0.09	4.59 ± 0.08	4.63 ± 0.09
N44C	4.53 ± 0.11	4.45 ± 0.09	4.46 ± 0.11	4.45 ± 0.09
N66A	4.25 ± 0.02	4.21 ± 0.03	4.21 ± 0.02	4.21 ± 0.03
N81	4.37 ± 0.01	4.28 ± 0.01	4.29 ± 0.01	4.28 ± 0.01
N88A	4.39 ± 0.16	4.32 ± 0.15	4.33 ± 0.15	4.32 ± 0.15
NGC588	4.59 ± 0.16	4.57 ± 0.09	4.57 ± 0.15	4.57 ± 0.10
NGC595	4.64 ± 0.17	4.82 ± 0.14	4.70 ± 0.16	4.81 ± 0.14
NGC604	4.69 ± 0.01	4.82 ± 0.01	4.78 ± 0.01	4.82 ± 0.01
NGC1714	4.60 ± 0.09	4.70 ± 0.05	4.69 ± 0.09	4.70 ± 0.05
NGC2363	4.22 ± 0.30	3.98 ± 0.17	3.98 ± 0.23	3.97 ± 0.17
NGC3576	4.79 ± 0.02	4.82 ± 0.04	4.81 ± 0.03	4.82 ± 0.04
NGC3603	4.85 ± 0.20	5.13 ± 0.17	5.10 ± 0.22	5.13 ± 0.17
NGC4861	4.47 ± 0.42	4.39 ± 0.14	4.40 ± 0.32	4.39 ± 0.14
NGC5253-HII-1	4.41 ± 0.07	4.28 ± 0.05	4.29 ± 0.06	4.27 ± 0.05
NGC5253-HII-2	4.48 ± 0.07	4.34 ± 0.05	4.35 ± 0.06	4.34 ± 0.05
NGC5253-UV-1	4.47 ± 0.15	4.38 ± 0.06	4.41 ± 0.10	4.39 ± 0.06

(Sigue en la página siguiente)

Espectro	$12 + \log(\text{Cl}/\text{H})$			
	$T[\text{N II}]$	$T[\text{O III}]$	T_{rep}	T_P
NGC5408	4.26 ± 0.10	3.93 ± 0.03	3.96 ± 0.05	3.93 ± 0.03
NGC5455	4.66 ± 0.01	4.73 ± 0.02	4.72 ± 0.02	4.73 ± 0.02
NGC5461	4.76 ± 0.07	4.85 ± 0.05	4.83 ± 0.07	4.85 ± 0.04
NGC5471	4.34 ± 0.10	4.19 ± 0.06	4.21 ± 0.08	4.19 ± 0.06
NGC6822	4.49 ± 0.29	4.46 ± 0.08	4.46 ± 0.20	4.46 ± 0.08
Sh2-54	4.56 ± 0.08	4.35 ± 0.12	4.46 ± 0.03	4.34 ± 0.21
Sh2-83	4.69 ± 0.18	4.84 ± 0.17	4.83 ± 0.19	4.84 ± 0.18
Sh2-100	4.97 ± 0.07	5.00 ± 0.04	5.01 ± 0.06	5.01 ± 0.04
Sh2-128	4.57 ± 0.08	4.64 ± 0.07	4.62 ± 0.07	4.65 ± 0.07
Sh2-156	4.37 ± 0.03	4.41 ± 0.04	4.39 ± 0.05	4.38 ± 0.03
Sh2-212	4.49 ± 0.14	4.09 ± 0.11	4.19 ± 0.11	4.10 ± 0.11
Sh2-288	4.32 ± 0.14	4.35 ± 0.11	4.33 ± 0.12	4.35 ± 0.10
Sh2-298	4.62 ± 0.02	4.59 ± 0.03	4.61 ± 0.03	4.60 ± 0.03
VS24	4.62 ± 0.01	4.65 ± 0.01	4.64 ± 0.01	4.66 ± 0.01
VS38	4.49 ± 0.04	4.38 ± 0.01	4.42 ± 0.02	4.40 ± 0.01
VS44	4.62 ± 0.01	4.73 ± 0.03	4.70 ± 0.02	4.74 ± 0.03
30Dor	4.63 ± 0.04	4.68 ± 0.02	4.68 ± 0.04	4.68 ± 0.02

Nuevamente, destaca la elevada incertidumbre que resulta para la región M42-HH204, motivo por el cual se excluye de las gráficas mostradas en este apartado.

De dicha tabla, obtenemos la Figura 9, en la que se representa la abundancia de Cl, calculada mediante el ICF, en función de la de O, de nuevo, para cada una de las 4 temperaturas propuestas. Al igual que en la Figura 4, representamos también el ajuste lineal en cada caso mediante una línea gris discontinua.

5.3. Comparación entre ambos métodos

Hemos obtenido la abundancia total del Cl mediante dos métodos distintos: la suma de todas las abundancias iónicas que contribuyen a la total del elemento, y el que considera la abundancia de Cl^{2+} multiplicada por un ICF. La finalidad de este apartado es comparar ambos métodos, con el objetivo de concluir cuál de ellos es más apropiado en base a las observaciones. Para ello, hemos representado la abundancia de Cl que obtenemos mediante los dos métodos para el mismo conjunto de espectros, obteniendo la Figura 10. En ella se ha representado la abundancia de Cl calculada mediante el ICF, en función de la obtenida a través de la suma de las abundancias iónicas, para los espectros con los que se ha utilizado este último método, excluyendo, de nuevo, M42-HH204. Cada Figura (a, b, c y d) muestra las abundancias obtenidas utilizando cada una de las 4 temperaturas consideradas ($T[\text{N II}]$, $T[\text{O III}]$, T_{rep} y T_P , respectivamente), expresadas como $12 + \log(\text{Cl}/\text{H})$, y el ajuste lineal de los datos representados. Además, se ha representado una relación 1:1, por medio de una línea gris discontinua, con el fin de facilitar la comparación.

La conclusión principal que obtenemos de la Figura 10 es que el ICF subestima la abundancia del Cl respecto al método de la suma de abundancias iónicas, dado que la mayor parte de los puntos se encuentran por debajo de la diagonal. Además, los únicos

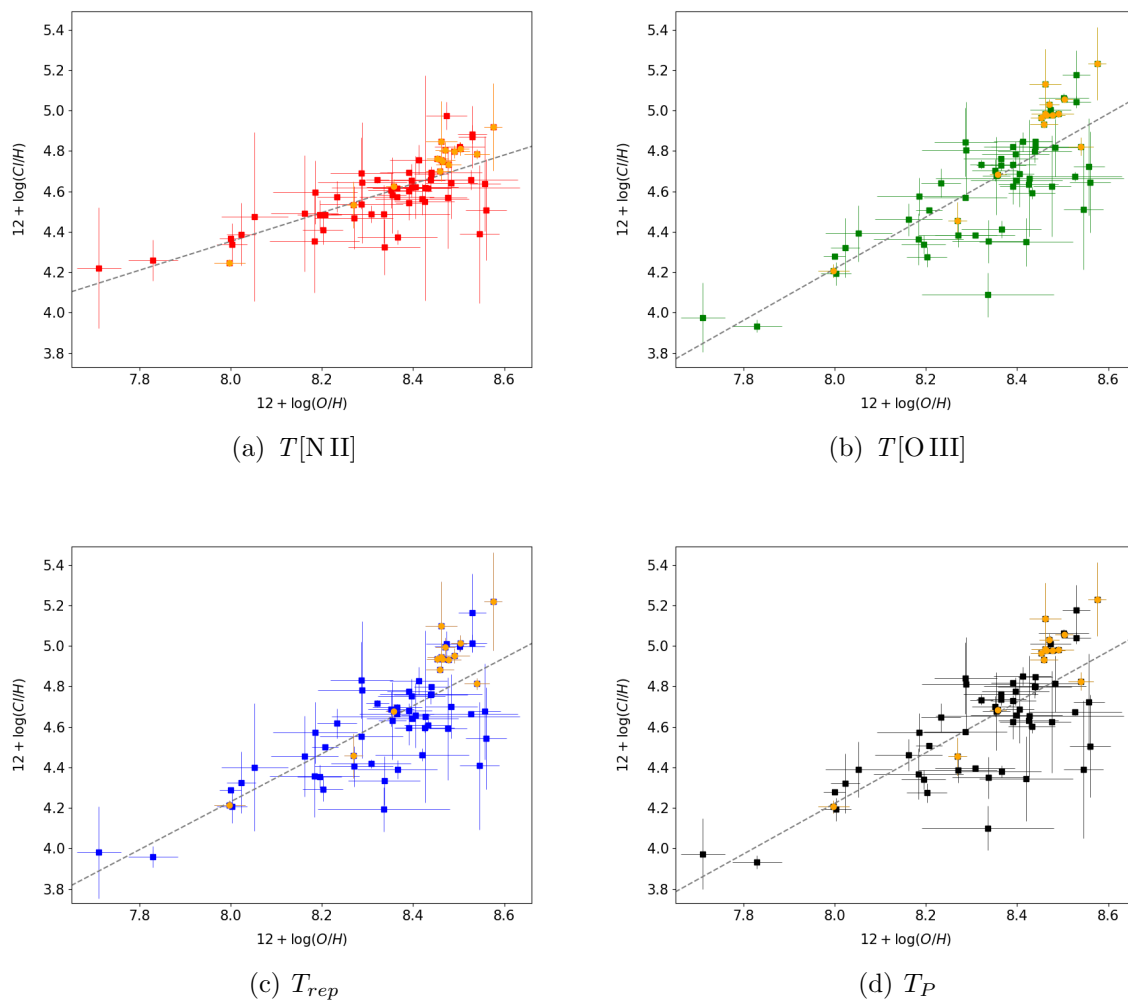


Figura 9: Abundancia de Cl, calculada mediante el ICF, en función de la abundancia de O, expresadas como $12 + \log(X/H)$, para las 4 temperaturas consideradas. Los círculos naranjas indican los 14 espectros utilizados en §5.1, excluyendo M42-HH204. Las líneas discontinuas corresponden al ajuste lineal realizado en cada caso sobre los puntos representados.

que quedan por encima de esta diagonal, solapan con la parte inferior si se consideran las incertidumbres de los mismos, que son considerablemente mayores que las del resto de valores.

Por otro lado, vemos también como la disposición de los puntos es aproximadamente paralela a la diagonal dibujada. La diferencia entre ambos métodos tiende a ser mayor para valores menores de la abundancia de Cl, siendo el valor promedio de esta diferencia de 0.08 dex para $T([\text{N II}])$, y de 0.06 dex para las otras 3 temperaturas consideradas. Los ajustes lineales en cada caso nos dan las pendientes (m) y ordenadas en el origen (n) mostradas en la Tabla 8.

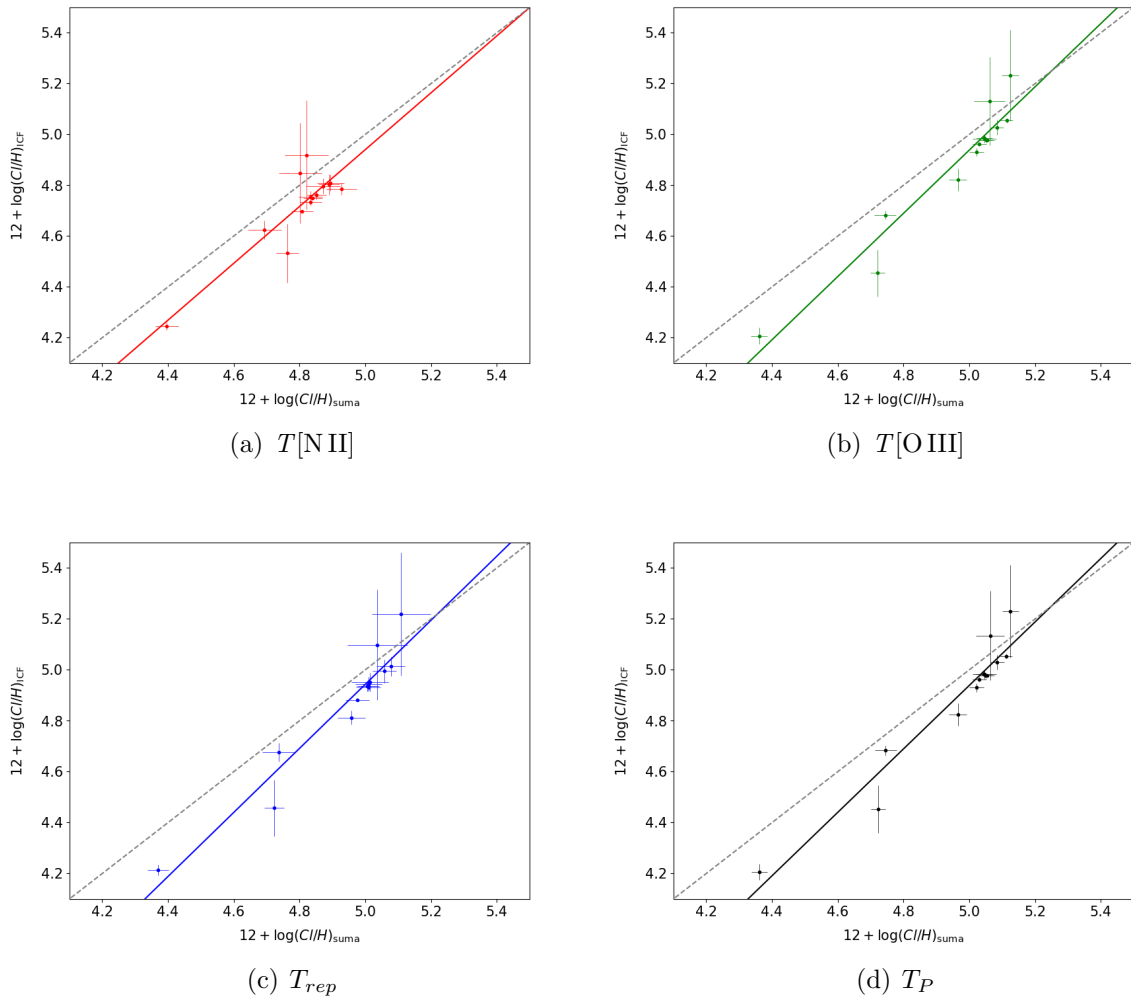


Figura 10: Abundancia de Cl, obtenida con el ICF, en función del cálculo mediante la suma de abundancias iónicas, ambas expresadas como $12 + \log(\text{Cl}/\text{H})$, para cada temperatura considerada, junto con la relación 1:1 (línea gris discontinua). Se muestra para cada caso el ajuste lineal a los puntos representados mediante una línea continua del mismo color que los mismos.

6. Discusión

En los resultados presentados en las relaciones de temperatura (§3), vemos, a través de las Figuras 1 y 3, que el uso de cualquiera de las relaciones de temperatura propuestas, T_{rep} y/o T_P , deriva en una menor dispersión al ajuste lineal. Es decir, el uso de modelos de fotoionización nos muestra que T_{rep} o T_P son más representativas de $T_e(\text{Cl}^{2+})$ que $T_e(\text{N}^+)$ o $T_e(\text{O}^{2+})$ por sí solas.

En cuanto a la temperatura, el esquema tradicional en una nebulosa se basa en definir dos zonas, una de alta y otra de baja ionización, con una T_e diferente, en principio, para cada una de ellas (Esteban et al., 2015). Domínguez-Guzmán et al. (2019) encontraron que el uso de este esquema de dos temperaturas lleva a obtener un cociente de Cl/O que aumenta con la metalicidad, mientras que con pequeños cambios en esta estructura se logra mantenerlo constante. Recordemos que un aumento de la metalicidad puede reproducirse tanto con la disminución de la temperatura, como con la del grado de ionización; esto es,

Tabla 8: Valores de la pendiente (m) y la ordenada en el origen (n) para cada ajuste lineal realizado con los datos mostrados en la Figura 10, para cada método descrito.

Temperatura	$T([\text{N II}])$	$T([\text{O III}])$	T_{rep}	T_P
m	1.12	1.24	1.26	1.25
n	-0.65	-1.28	-1.35	-1.29

no obtendríamos un valor del cociente constante para distintos valores de O^{2+}/O .

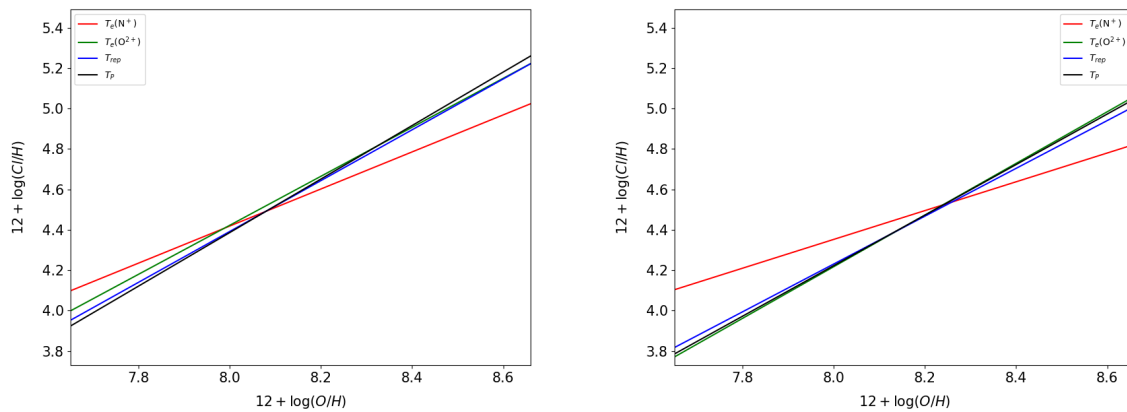
En nuestro caso, hemos considerado un volumen intermedio entre las zonas de bajo grado de ionización donde la temperatura representativa sería $T_e(\text{N}^+)$, y las de alto grado de ionización con $T_e(\text{O}^{2+})$ como representativa. De este modo, nuestra estructura no es un esquema de dos temperaturas, ni para el caso de T_{rep} ni para el de T_P . Fijándonos en la Figura 5, vemos que Cl/O se mantiene aproximadamente constante a lo largo de todo el rango de O^{2+}/O . Sin embargo, la muestra es limitada en número (y la mayoría de ellos corresponden a un único objeto, M42) lo que impide ser concluyentes sobre este aspecto. En este caso, el *offset* parece estar más relacionado con el hecho de que los modelos no son del todo apropiados para las condiciones de las regiones H II Galácticas, que son las que tienen observaciones de todos los iones de Cl. Es probable que este *offset* no esté presente en las regiones H II extragalácticas, pero este punto queda abierto debido a que no disponemos de datos lo suficientemente completos para este último grupo de objetos como para probarlo.

Por otra parte, en la Figura 7, cuando usamos todos los espectros que usa el ICF para el cálculo de la abundancia de Cl, la disposición de puntos no es en absoluto plana, es decir, el cociente no se mantiene constante. Encontramos errores considerables en la zona de menor grado de ionización, posiblemente debidos a errores sistemáticos introducidos por un ICF más incierto y propagados en el cálculo del cociente. El origen de este cambio del cociente podría provenir de un efecto del ICF dependiente del grado de ionización. No obstante, en la Figura 8, en la que representamos este mismo cociente en función de la abundancia de O, para T_{rep} y T_P , vemos que el cociente sigue sin ser constante, por lo que podría existir un efecto debido a una diferencia entre la evolución química de O y de Cl, en función de la metalicidad del objeto o la galaxia que alberga la región H II, pues la mayoría de objetos que se encuentran en la zona plana de menores valores de Cl/O son extragalácticos. Sin embargo, tanto si lo representamos en función del grado de ionización, o en función de la abundancia de O, es difícil distinguir si el comportamiento de Cl/O en ambos casos se debe a un efecto introducido por el ICF o puramente nucleosintético. Además, vemos que cuando se involucra $T([\text{O III}])$ la dispersión es mayor que en el caso de $T([\text{N II}])$. Esto puede deberse, probablemente, a una mayor influencia de las fluctuaciones de temperatura (Peimbert, 1967), que podrían afectar considerablemente a la intensidad de la línea $[\text{O III}]\lambda 4363$ y, por tanto, a la abundancia total de O. Sin embargo, la convergencia del valor de Cl/O para el caso de $T([\text{N II}])$ se da a un valor distinto del solar, por lo que $T([\text{N II}])$ no es la temperatura representativa del Cl^{2+} , dado que parece subestimar su abundancia. Probablemente, una relación lineal con $T([\text{N II}])$ que considere la estratificación de temperaturas entre las diferentes zonas de ionización sea la solución.

Igualmente, el valor indicado en (6), cae dentro de los rangos dados por todos los valores mostrados en los valores promedio incluídos en (7) y (10) y sus incertidumbres, excepto para el caso del cociente calculado a través del método descrito en §5.1, usando $T[\text{N II}]$. Es decir, aunque el comportamiento de Cl/O no sea precisamente el que esperábamos, el

promedio sí que lo es. Esto es debido a que el promedio pesado viene dominado por los puntos con menor error y por el número de espectros con una metalicidad dada, en la combinación de estos dos aspectos dominan los objetos con metalicidades próximas a la solar y, especialmente, los espectros de M42.

Respecto a los resultados para las abundancias totales de Cl, una manera de discutirlos es a través de la comparación de los ajustes lineales realizados para cada caso. La Figura 11(a) muestra los ajustes lineales presentados en la Figura 4, obtenidos mediante la suma de abundancias iónicas. Asimismo, la Figura 11(b), corresponde a la representación análoga para la Figura 9, en la cual la abundancia total de Cl se calcula mediante el ICF.



(a) Cl/H calculada mediante la suma de abundancias iónicas

(b) Cl/H calculada mediante el ICF

Figura 11: Abundancia de Cl en función de la de O, ambas expresadas como $12 + \log(X/H)$. Se muestran los ajustes presentados sobre las Figuras 4 y 9. Cada color corresponde a las distintas temperaturas utilizadas en ambos métodos.

En las Figuras 11(a) y 11(b) vemos cómo los ajustes parecen seguir un patrón similar en ambas, aunque no debemos pasar por alto que el número de puntos con los que se realizan los ajustes en la Figura 11(a) es mucho menor que en la otra. Hemos visto que las dos temperaturas más representativas de $T_e(\text{Cl}^{2+})$ son T_{rep} y T_P , por lo que, con el fin de poder analizar mejor los ajustes de estas dos temperaturas, creamos la Figura 12. En ella, representamos los ajustes mostrados en la Figura 11 para T_{rep} y T_P únicamente.

Vemos que, a pesar del desplazamiento entre los ajustes obtenidos a través de un método u otro, la pendiente de ambos ajustes para las dos temperaturas es muy similar. Con el fin de cuantificar tanto el desplazamiento, como esta similitud en la pendiente, se muestran en la Tabla 9 los valores de la pendiente (m) y la ordenada en el origen (n) para cada uno de los ajustes representados.

Así, vemos que las pendientes de los ajustes para T_{rep} y T_P son, efectivamente, muy similares. Por otro lado, el *offset* entre ambos métodos es probable que esté relacionado con el parámetro de ionización U , que es inversamente proporcional a la densidad. Los modelos de fotoionización en los que se basa el ICF que utilizamos están pensados en regiones H II extragalácticas de densidad baja y condiciones físicas homogéneas. Sin embargo, las regiones H II que tienen todas las líneas iónicas del Cl son, mayormente, regiones H II de nuestra Galaxia. Por tanto, las observaciones no abarcan toda la nebulosa, si no que se limitan a la región central más brillante, y las zonas observadas suelen tener

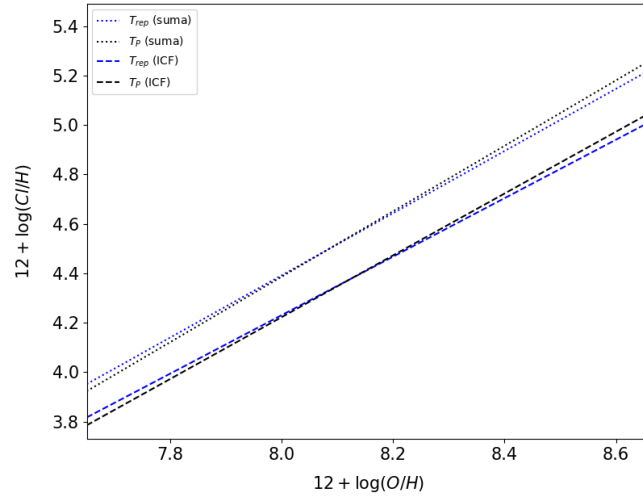


Figura 12: Ajustes realizados sobre las abundancias de Cl, calculadas mediante los dos métodos descritos, en función de la de O. Se muestran solo los resultados para T_{rep} y T_P . Las líneas punteadas representan los ajustes en los cuales Cl/H se ha calculado por medio de la suma de abundancias iónicas, mientras que las líneas rayadas corresponden al cálculo realizado con el ICF.

Tabla 9: Valores de la pendiente (m) y la ordenada en el origen (n) para cada ajuste lineal realizado en las representaciones de Cl/H en función de O/H (Figura 11), para cada método descrito.

Temperatura	Suma de abundancias iónicas		ICF	
	m	n	m	n
$T([N II])$	0.92	-2.91	0.71	-1.35
$T([O III])$	1.21	-5.27	1.28	-6.00
T_{rep}	1.26	-5.67	1.18	-5.23
T_P	1.32	-6.20	1.25	-5.78

una densidad de uno o incluso dos órdenes de magnitud más alta de lo que se considera típico en regiones extragalácticas.

7. Conclusiones

De los resultados obtenidos en §3, hemos concluido, tras comparar la dispersión en las Figuras 1 y 3, que tanto T_{rep} como T_P ajustan mejor a $T_e(Cl^{2+})$, que $T_e(N^+)$ o $T_e(O^{2+})$. A pesar de ello, en los siguientes apartados hemos continuado utilizando las 4 temperaturas, de cara a poder realizar un análisis con más puntos y criterios de comparación.

Posteriormente, analizamos el comportamiento, por un lado de la abundancia total de Cl, y por otro del cociente Cl/O, calculando Cl/H mediante los dos métodos descritos en §5.1 y §5.2. En estos apartados vemos que, en la gran mayoría de las Figuras presentadas, el comportamiento de T_{rep} y T_P es similar, es decir, los puntos representados siguen

un patrón parecido. No obstante, aunque ambas parecen ser válidas, T_P , generalmente, proporciona errores más altos para determinados objetos. Esto se debe a que T_P utiliza directamente $T_e(\text{N}^+)$ en aquellos puntos en los que se cumple la condición de que $P \leq 0.3$, provocando que dichos puntos presenten el error dado por esta última temperatura, que, en muchos casos, es considerablemente elevado.

En el caso de T_{rep} , dado que es una combinación lineal entre $T_e(\text{N}^+)$ y $T_e(\text{O}^{2+})$, los errores que obtenemos usando esta temperatura no son estrictamente iguales a los que obtenemos usando $T_e(\text{N}^+)$ o $T_e(\text{O}^{2+})$, si no que se obtienen aplicando la propagación de errores a la ecuación (3).

Cabe mencionar que, a través los resultados obtenidos para el cociente Cl/O, en los que vemos que este no es constante a lo largo de toda la representación (Figuras 5 y 7), se podría detectar un efecto nucleosintético, efecto que se necesita investigar con mayor profundidad en el futuro.

De esta forma, la conclusión principal y objetivo de este estudio es que la **temperatura representativa**, T_{rep} , descrita en (3), es la que mejor representa la temperatura del Cl^{2+} . Así, con el uso de esta temperatura, podremos obtener la abundancia iónica de Cl^{2+} y, posteriormente, calcular la abundancia total de Cl a través del ICF. Como hemos visto en §5.3, la diferencia promedio entre calcular la abundancia de Cl a través del ICF o mediante la suma de abundancias iónicas, para T_{rep} , es de 0.06 dex.

La conclusión obtenida en este estudio nos abre la puerta a repetirlo para otros elementos como el azufre (S), argón (Ar) o el neón (Ne). Estos elementos, al igual que el Cl, están relacionados con la formación de O, es decir, tienen un origen nucleosintético similar. Por lo tanto, si hemos podido encontrar una temperatura representativa para $T_e(\text{Cl}^{2+})$, a partir de las temperaturas para iones de N y O, resulta factible pensar en la idea de que una metodología similar pueda aplicarse al cálculo de las abundancias de S, Ar o Ne.

Apéndice

A. Diagramas de niveles y transiciones radiativas

En este apartado, se muestran los distintos diagramas de niveles atómicos y de las transiciones radiativas entre ellos que dan lugar a líneas de emisión de cada ion expuesto en el apartado §1. En la Figura 13 pueden verse los diagramas para los iones de N^+ (a) y O^{2+} (b), mientras que la Figura 14 muestra los diagramas los iones del Cl: Cl^+ , Cl^{2+} y Cl^{3+} .

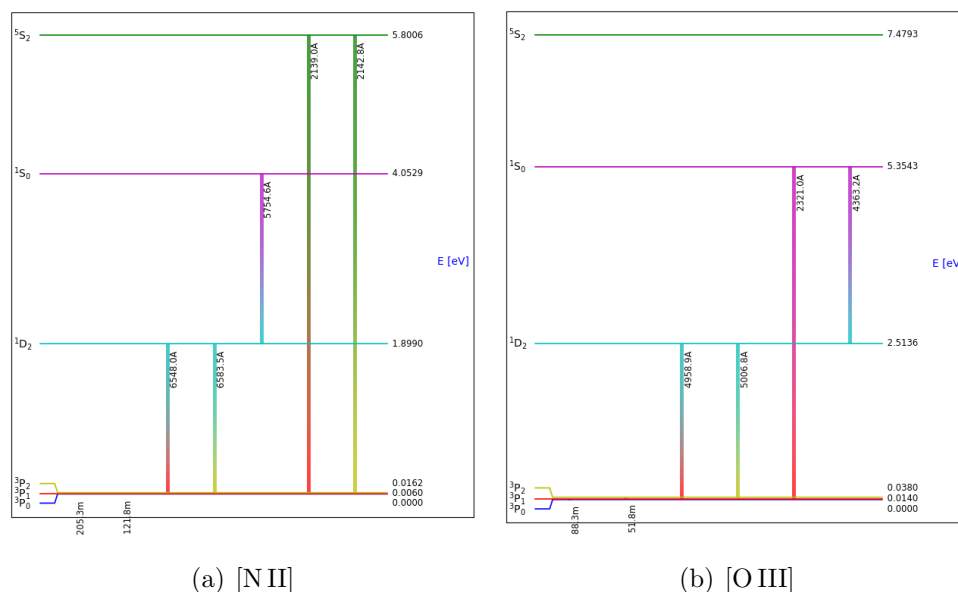


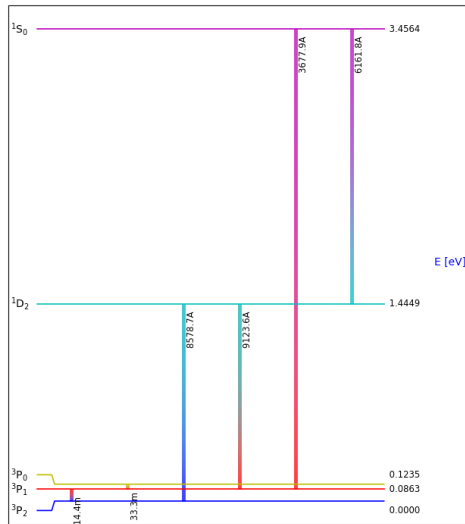
Figura 13: Diagramas de niveles y transiciones radiativas que producen las líneas de emisión de los iones N^+ (a) y O^{2+} (b).

B. Potenciales de ionización

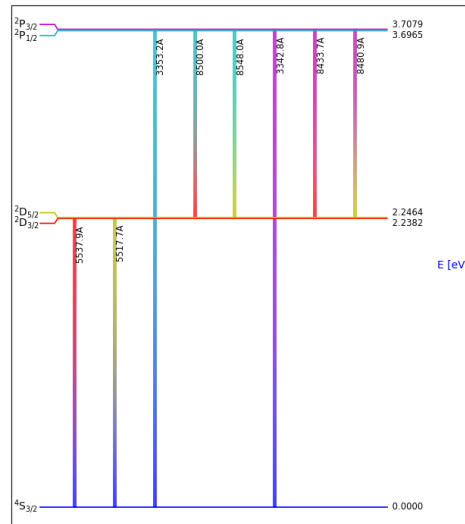
El potencial de ionización es la energía mínima que se necesita para arrancar un electrón de un átomo o ion. En la Tabla 10 se muestran los potenciales de ionización, en unidades de eV, para el Cl, O y N, así como para algunos de los iones de dichos elementos.

Tabla 10: Potenciales de ionización del Cl, O y N, y de sus respectivos iones: Cl^+ , Cl^{2+} , Cl^{3+} , O^+ , O^{2+} , N^+ y N^{2+} . Los valores se dan en unidades de eV.

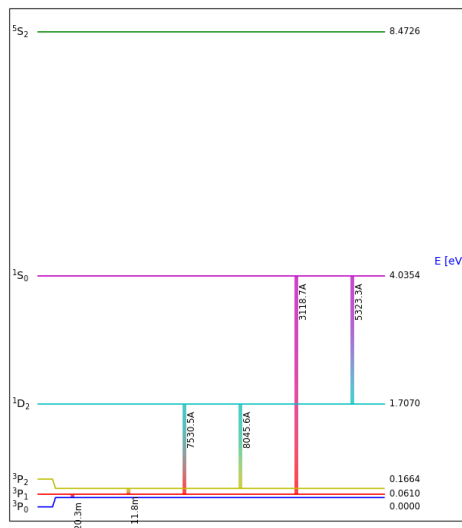
Elemento/Ion	P.I. (eV)	Elemento/Ion	P.I. (eV)
Cl^0	13.01	N^+	29.70
Cl^+	23.90	N^{2+}	47.61
Cl^{2+}	39.75	O^0	13.66
Cl^{3+}	53.65	O^+	35.24
N^0	14.58	O^{2+}	55.13



(a) [Cl II]



(b) [Cl III]



(c) [Cl IV]

Figura 14: Diagramas de niveles y transiciones radiativas que producen las líneas de emisión de los iones Cl^+ (a), Cl^{2+} (b) y Cl^{3+} (c).

Referencias

Amayo A., 2019, Tesis

Amayo A., Delgado-Inglada G., Stasińska G., 2021, MNRAS, 505, 2361

Arellano-Córdova K. Z., Esteban C., García-Rojas J., Méndez-Delgado J. E., 2021, MNRAS, 502, 225

Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., 2009, ARA&A, 47, 481

Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, PASP, 93, 5

Clayton D., 2003

Delgado-Inglada G., Morisset C., Stasińska G., 2014, MNRAS, 440, 536

Delgado-Inglada G., Mesa-Delgado A., García-Rojas J., Esteban C., 2016, MNRAS, 456, 3855

Domínguez-Guzmán G., Rodríguez M., Esteban C., García-Rojas J., 2019, arXiv preprint arXiv:1906.02102

Domínguez-Guzmán G., Rodríguez M., García-Rojas J., Esteban C., Toribio San Cipriano L., 2022, MNRAS, 517, 4497

Esteban C., Peimbert M., García-Rojas J., Ruiz M. T., Peimbert A., Rodríguez M., 2004, MNRAS, 355, 229

Esteban C., Bresolin F., Peimbert M., García-Rojas J., Peimbert A., Mesa-Delgado A., 2009, ApJ, 700, 654

Esteban C., García-Rojas J., Carigi L., Peimbert M., Bresolin F., López-Sánchez A. R., Mesa-Delgado A., 2014, MNRAS, 443, 624

Esteban C., García-Rojas J., Pérez-Mesa V., 2015, MNRAS, 452, 1553

Esteban C., Fang X., García-Rojas J., Toribio San Cipriano L., 2017, MNRAS, 471, 987

Esteban C., García-Rojas J., Toribio San Cipriano L., 2020, MNRAS

Ferland G. J., et al., 2014, RevMexAA, 49, 137

Fernández-Martin A., Vílchez J., Pérez-Montero E., Mampaso A., 2017, Proceedings of the XII Scientific Meeting of the Spanish Astronomical Society

García-Rojas J., Esteban C., Peimbert M., Rodríguez M., Ruiz M. T., Peimbert A., 2004, ApJS, 153, 501

García-Rojas J., Esteban C., Peimbert M., Costado M. T., Rodríguez M., Peimbert A., Ruiz M. T., 2006, MNRAS, 368, 253

Karttunen H., Kröger P., Oja H., Poutanen M., Donner K., 1996, Springer

Lodders K., 2019, arXiv e-prints, p. arXiv:1912.00844

Luridiana V., Morisset C., Shaw R. A., 2015, A&A, 573, A42

López-Sánchez A. R., Esteban C., 2007, ApSSS, 324, 355

Mesa-Delgado A., Esteban C., García-Rojas J., Luridiana V., Bautista M., Rodríguez M., López-Martín L., Peimbert M., 2009, MNRAS, 395, 855

Mollá M., García-Vargas M. L., Bressan A., 2009, MNRAS, 398, 451

Morisset C., 2015, Rev. Mex. Astron. Astrofis., 51, 103

Méndez-Delgado J. E., Esteban C., García-Rojas J., Henney W. J., Mesa-Delgado A., Arellano-Córdova K. Z., 2021a, MNRAS, 502, 1703

- Méndez-Delgado J. E., Henney W. J., Esteban C., García-Rojas J., Mesa-Delgado A., Arellano-Córdova K. Z., 2021b, *ApJ*, 918, 27
- Méndez-Delgado J. E., Esteban C., García-Rojas J., Gómez-Llanos V., Arellano-Córdova K. Z., Orte-García M., 2022a, in prep
- Méndez-Delgado J. E., Esteban C., García-Rojas J., Henney W. J., 2022b, *MNRAS*, 514, 744
- Peimbert M., 1967, *ApJ*, 150, 825
- Peimbert A., 2003, *ApJ*, 584, 735
- Peimbert A., Costero R., 1969, *Boletín de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya*, 5, 3
- Pilyugin L., 2001, , 369, 594
- Stasińska G., Izotov Y., Morisset C., Guseva N., 2015, *A&A*, 576, A83
- Toribio San Cipriano L., García-Rojas J., Esteban C., Bresolin F., Peimbert M., 2016, *MNRAS*, 458, 1866
- Vale Asari N., Stasińska G., Morisset C., Cid Fernandes R., 2016, *MNRAS*, 460, 1739